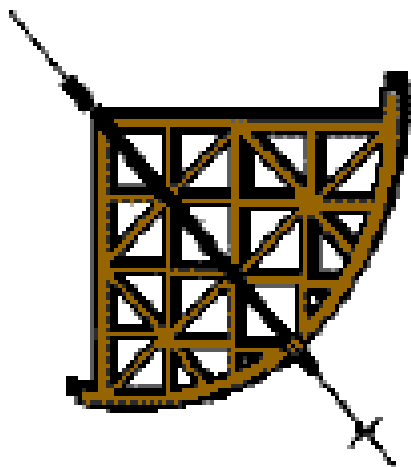


Introduzione alla Cosmologia

Fisica

Lezione 6

L'astronomia ottica da terra e dallo spazio.
Il potere dei cataloghi e delle “survey”



Giorgio G.C. Palumbo
Università degli Studi di Bologna
Dipartimento di Astronomia

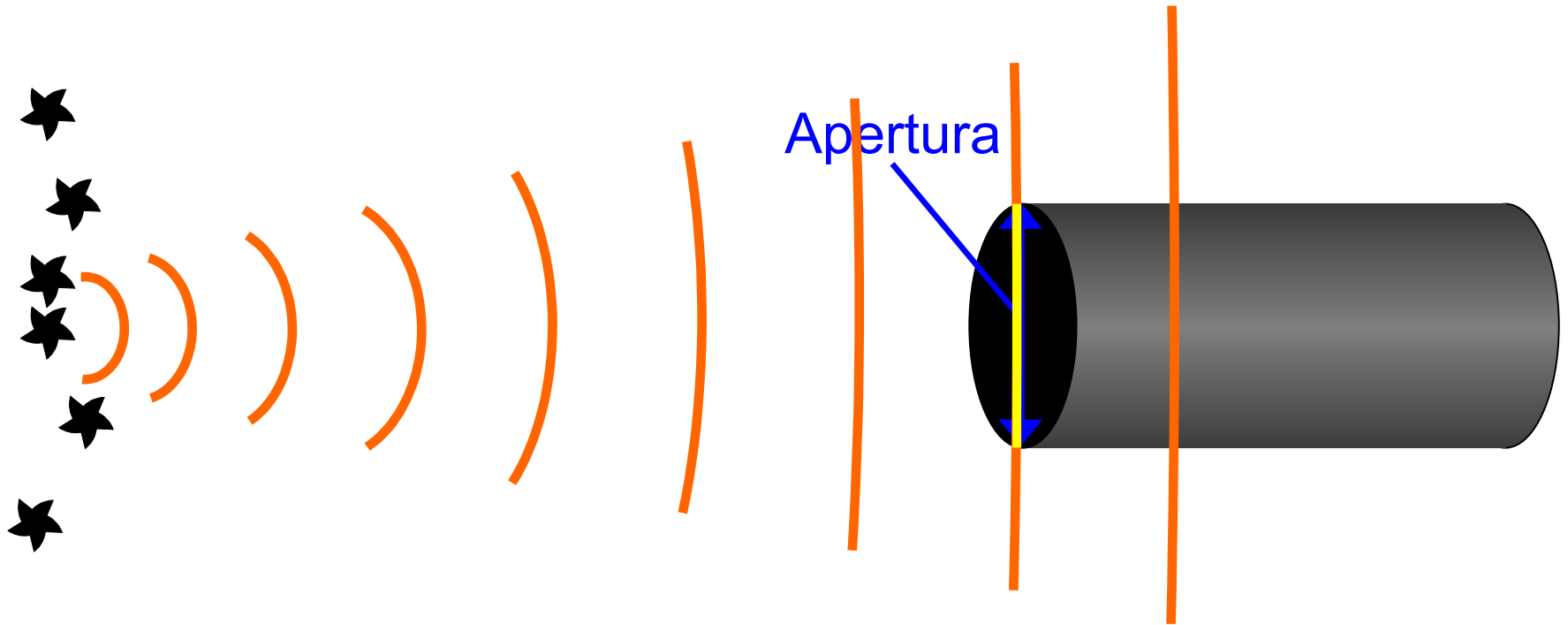


I Telescopi devono:

- Raccogliere più luce possibile
- Estrarre la massima possibile informazione
 - Dalle immagini
 - Misurare lo spettro

Telescopi

- Maggiore è l'**apertura**, più luce viene raccolta in un dato intervallo di tempo



Funzioni del Telescopio

1. Raccogliere *Luce*

- Oggetti celesti sono deboli
- Concentrare la luce
- Area di raccolta
- Occhio umano– pochi mm,
- Telescopio Keck– 10 m
 - 10 milioni di volte maggiore dell'occhio
 - Vede cose 10 milioni di volte più deboli dell'occhio



Funzioni del Telescopio

2. *Risoluzione*

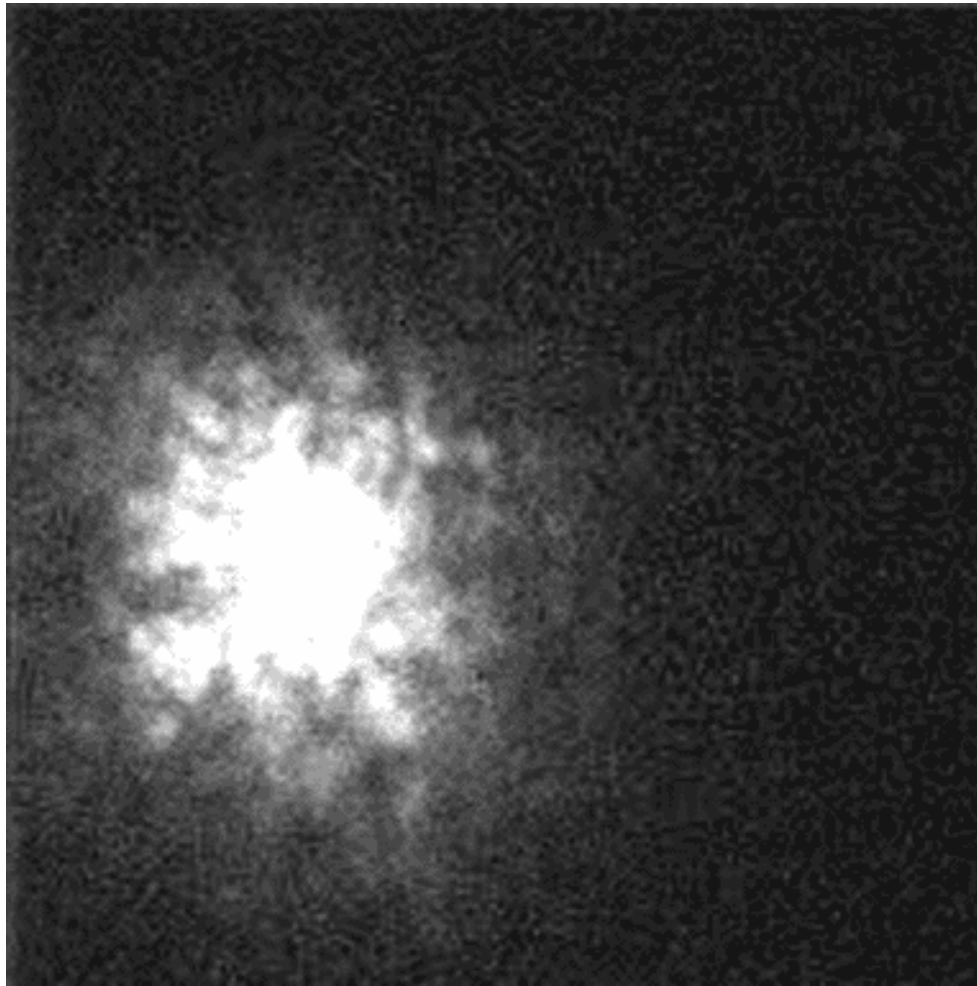
Risoluzione angolare:

- Misurare i dettagli
- Angolo più piccolo per cui due stelle non appaiano come una
- risoluzione dell'occhio umano = 1 arc min
= $1/60$ deg
- Hubble telescope < 0.1 arc sec
(1 arc sec = $1/60$ arc min = $1/3600$ deg)

2. *Risoluzione*–

NB: turbolenza atmosferica “sporca”
l’immagine

- Da terra: la stella “scintilla”



Funzioni del Telescopio

3. *Ingrandimento*

Ingrandire le immagini

Generalmente la funzione meno importante

Inutile ingrandire immagini sfuocate

Le dimensioni contano

- Tutte le funzioni del telescopio
 - Raccolta di luce
 - Risoluzione Angolare
 - Ingrandimento
- **Migliorano** se il **diametro** del telescopio le sue **lenti** o lo **specchio** **umentano**
- Grande è meglio !

Focheggiamento

La luce emessa da oggetti lontani arriva con raggi paralleli

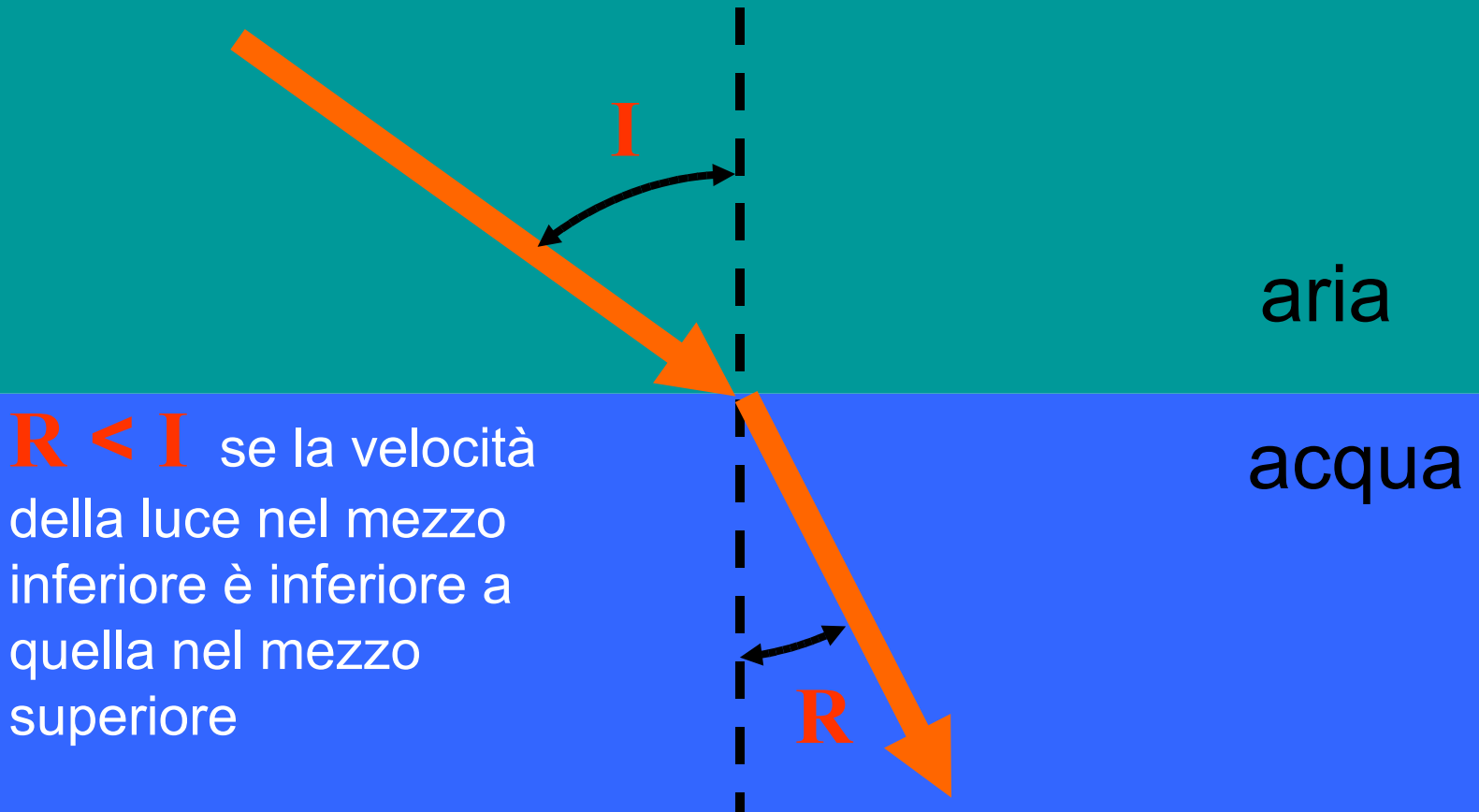
Compito del Telescopio:

- ✓ Raccogliere i raggi su una grande area
- ✓ Focalizzarli in un punto
- ✓ Quindi raddrizzarli su una piccola area: più brillanti

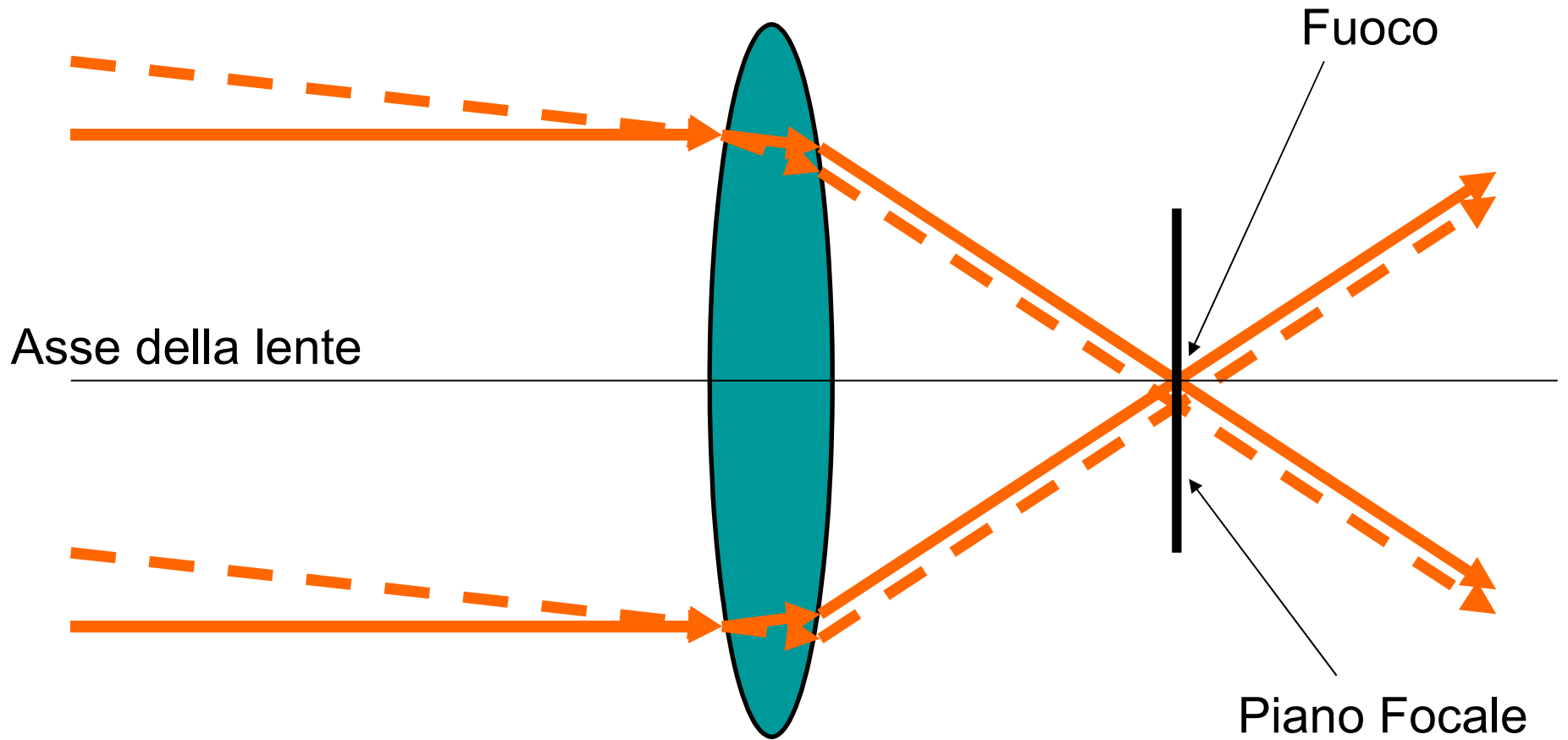
Tipi di Telescopi

- Ottici (luce visibile)
 - Rifrattori (lenti)
 - Riflettori (specchi)
- Radio, infrarossi, ultravioletti
 - Riflettori
- Raggi-X
 - Riflettori (specchi a incidenza radente)

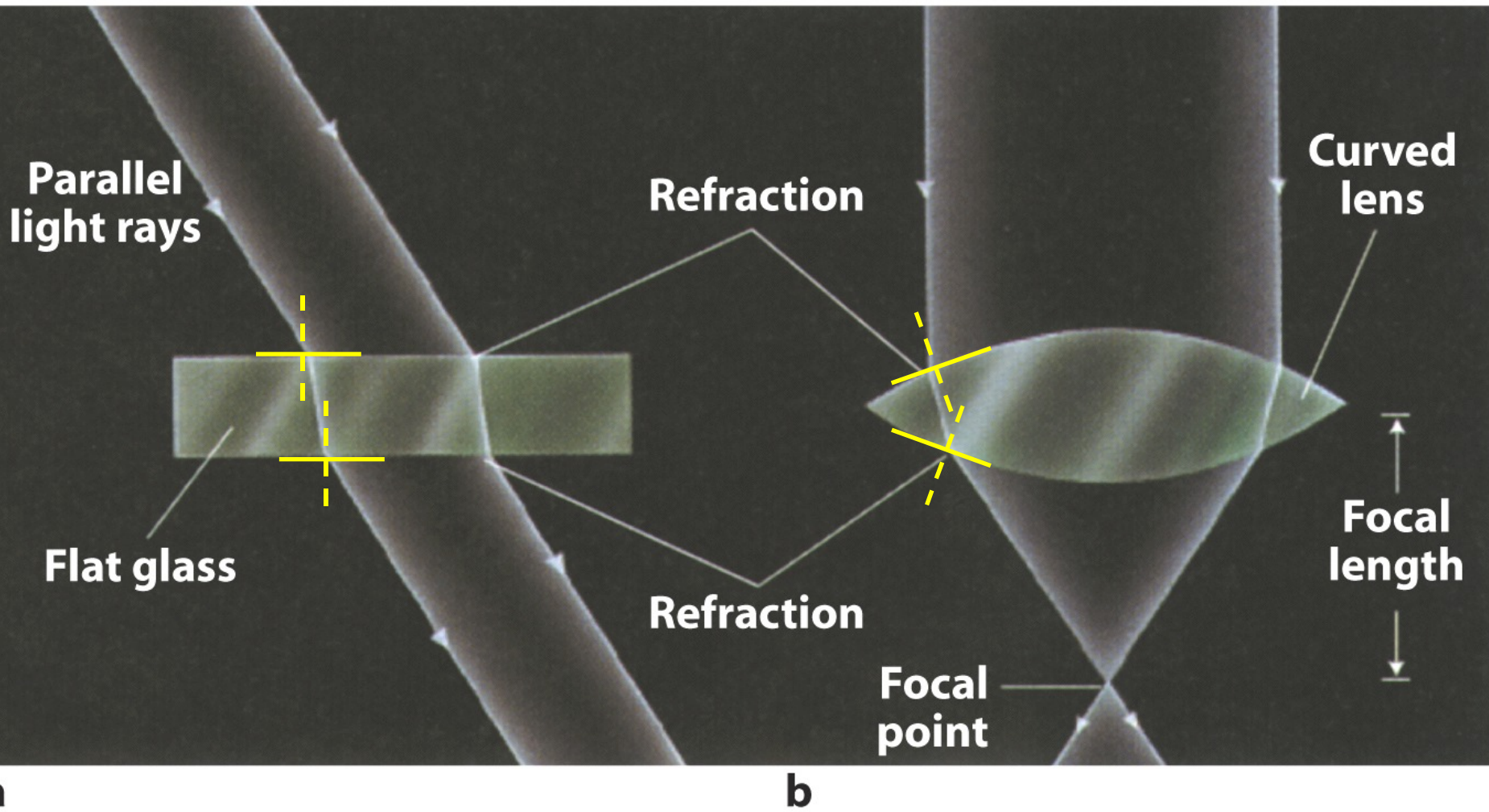
Rifrazione



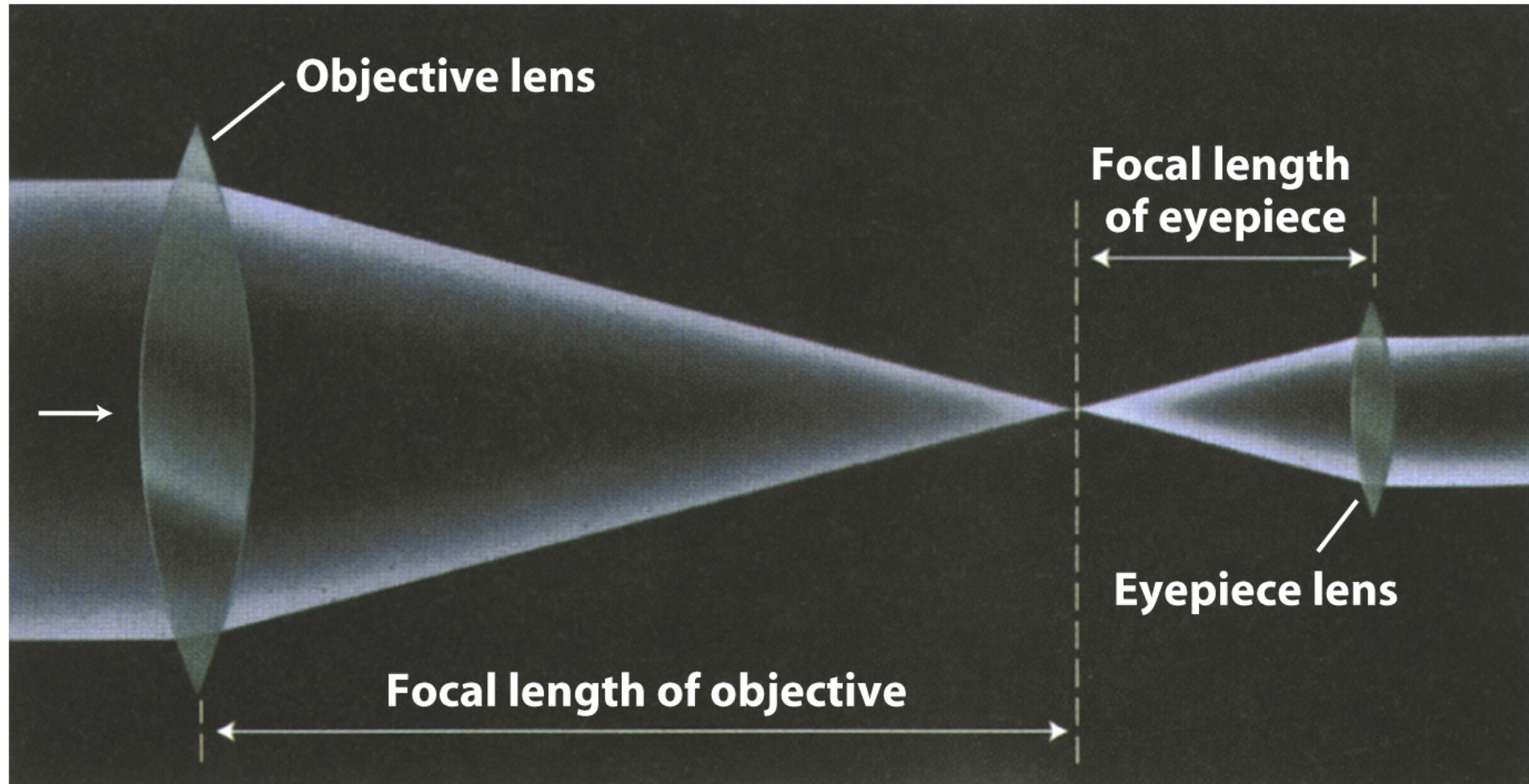
Foccheggiamento delle lenti



Rifrazione da lastre vs. lenti



Un rifrattore usa almeno 2 lenti



Rifrattori

Rifrazione

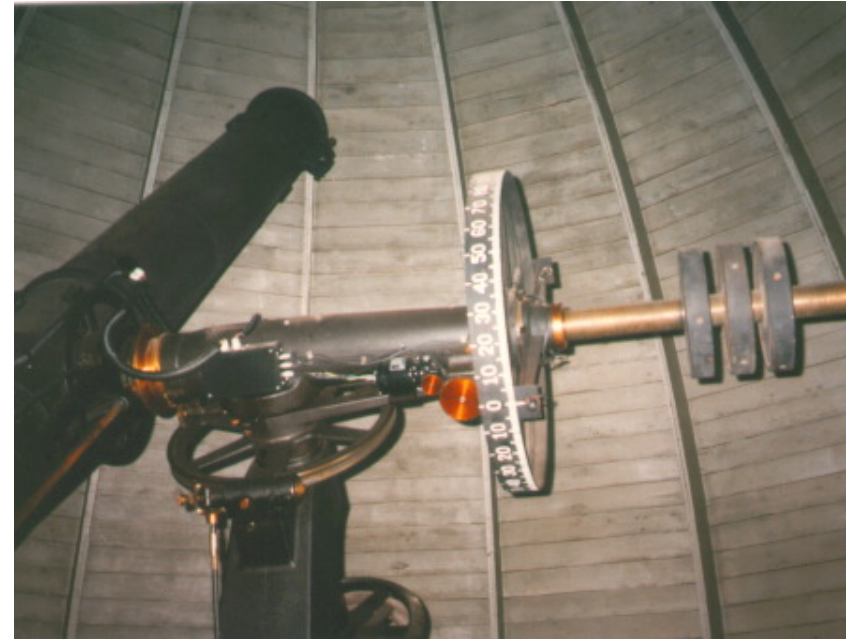
- Piegare i raggi di luce
- Quando si passa dall'aria all'acqua, aria vetro, etc.

Lenti

- Vetro Curvo
- La luce devia verso il fuoco

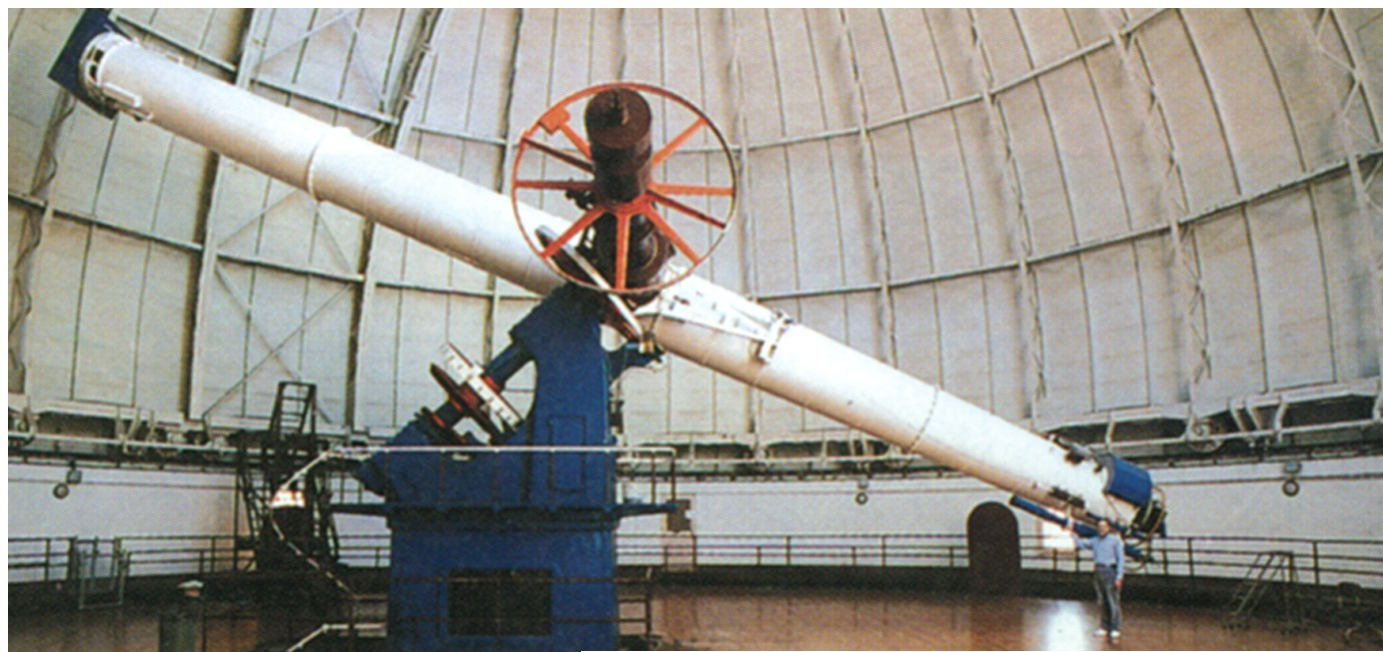
Problemi:

- Aberrazione sferica
 - Lenti Sferiche hanno un fuoco imperfetto
- Dimensioni
 - Lenti Grandi si distorcono quando appese
 - Limitate dimensioni
- Limitate lunghezze d'onda



Rifrattore da 12 pollici

Yerkes Observatory, Williams Bay, WI



- ▶ Rifrattore da 40 pollici
- ▶ Completato 1897
- ▶ Ancora il piu' grande rifrattore al mondo

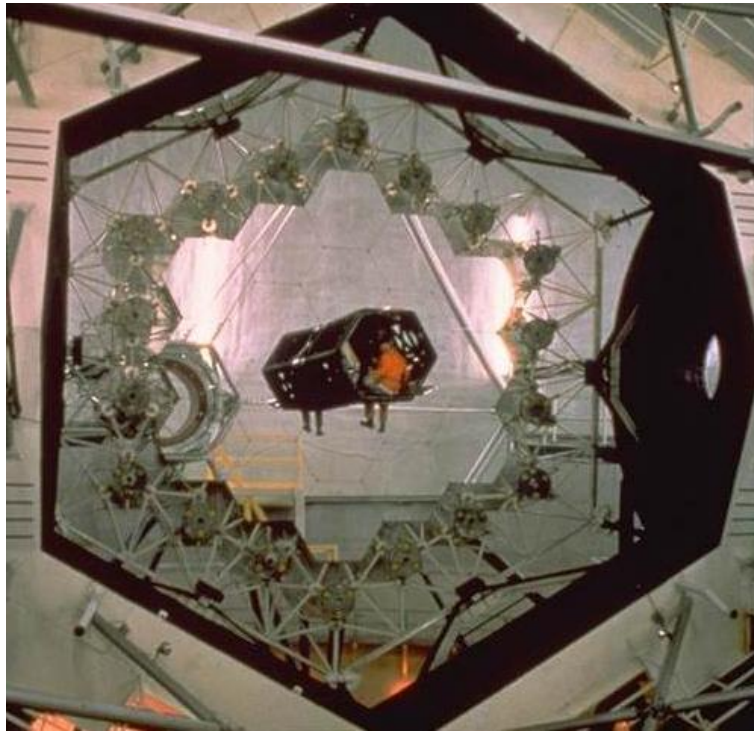


Telescopi Riflettori: Specchi

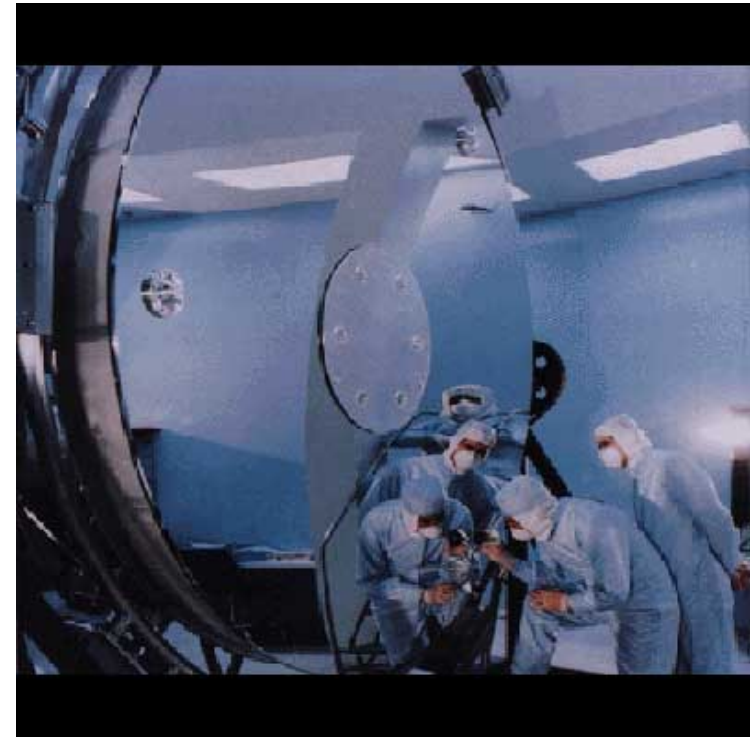
Specchi curvi possono
focheggiare

- Deformazioni no problem
- Aberrazione sferica
Ancora un problema

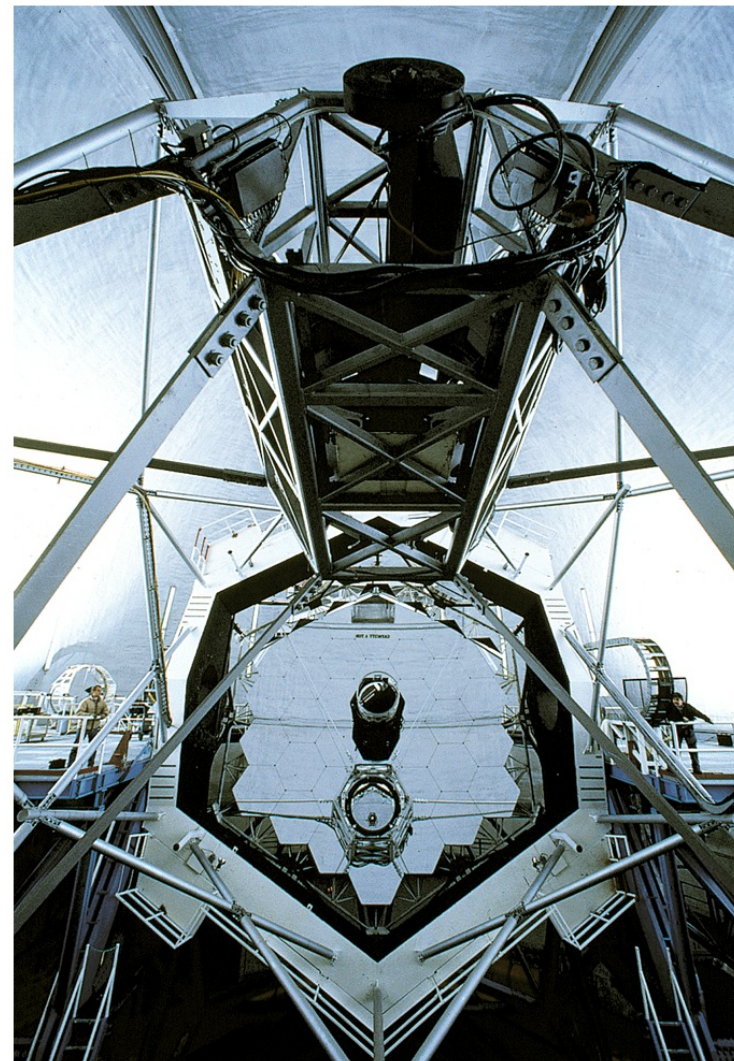
Keck
Telescope
Mirror (10m)



Hubble
Telescope
Mirror (2.4 m)



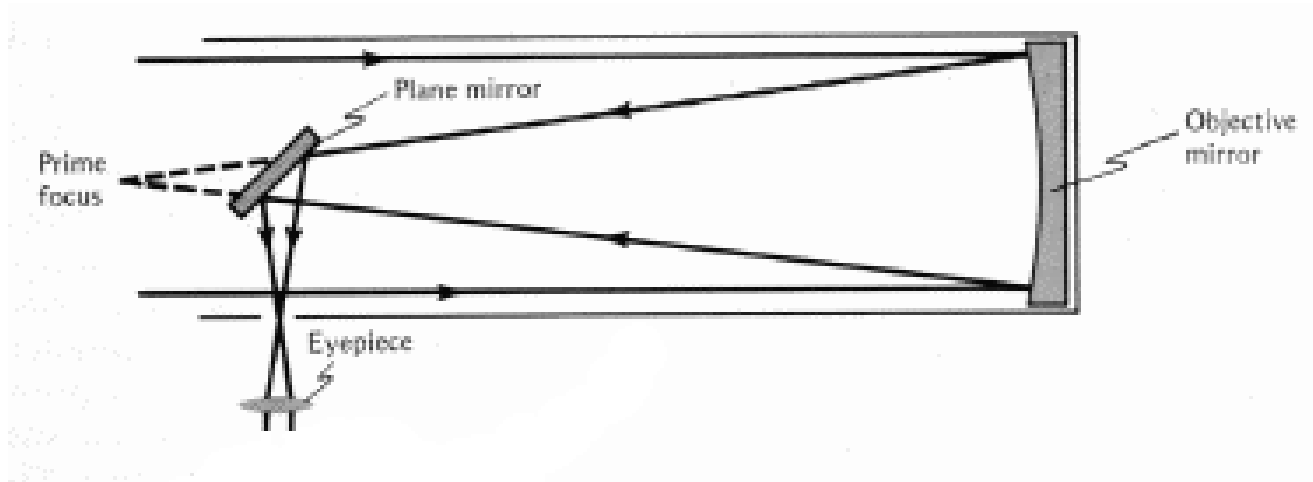
Keck Observatory, Mauna Kea, HI



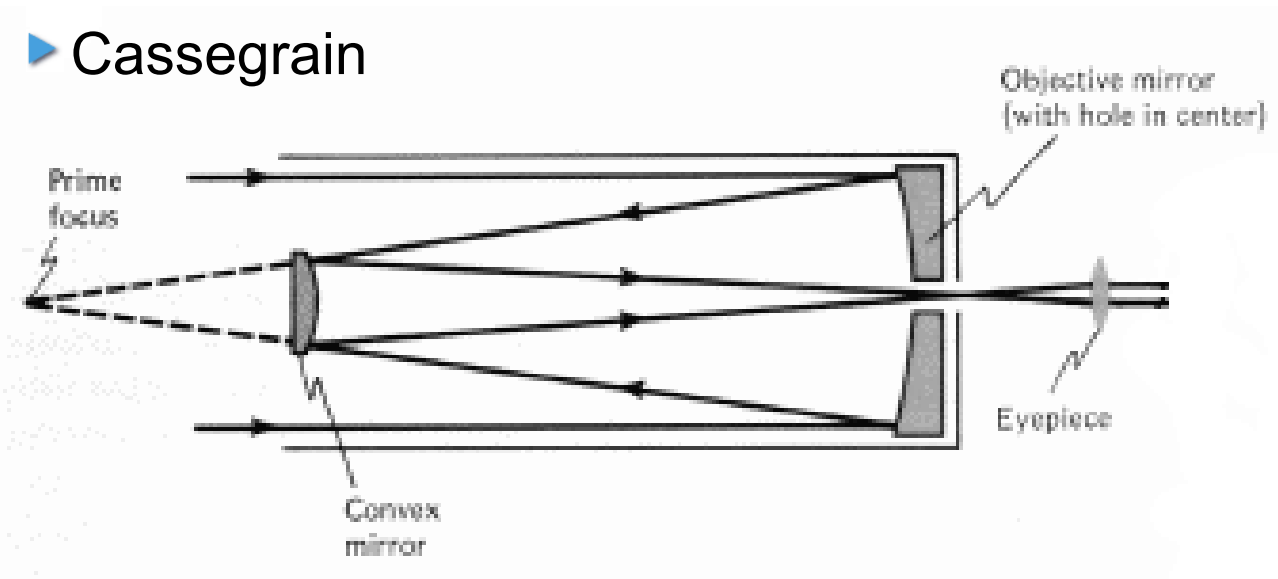
- ▶ 10-metri riflettori gemelli
- ▶ Completati 1993 & 1996

telescopi riflettori

► Newtoniano

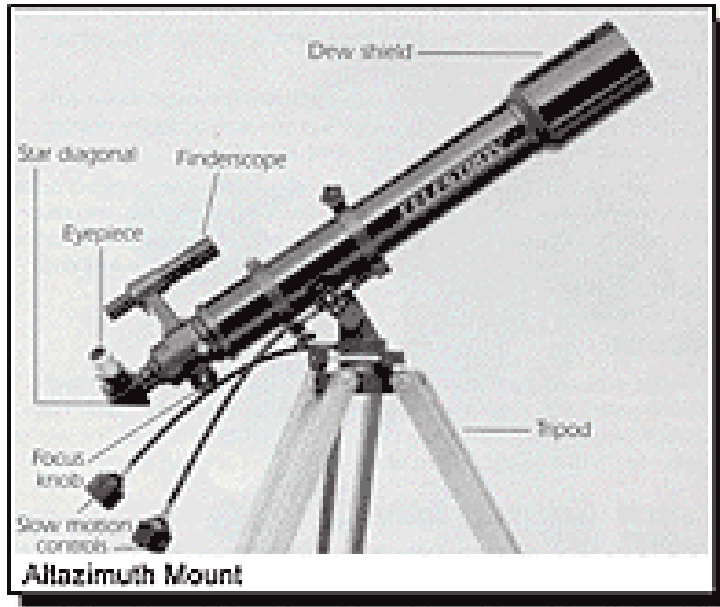


► Cassegrain

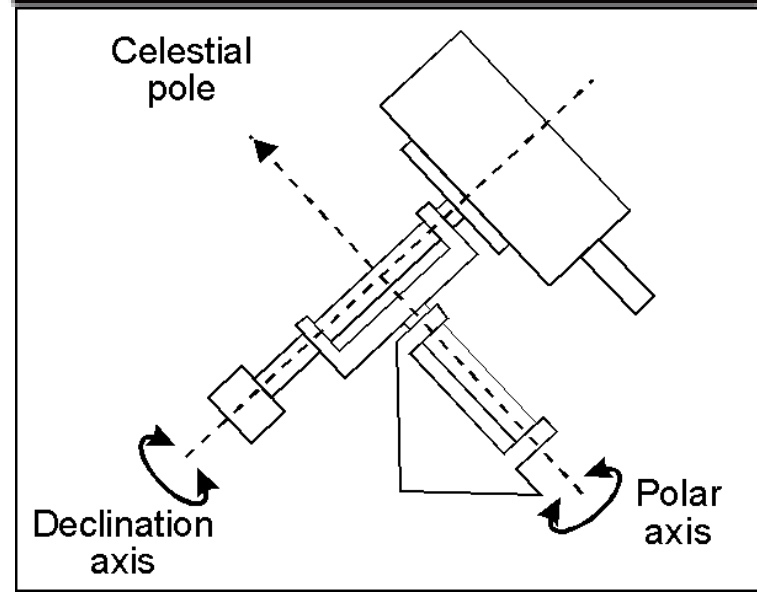
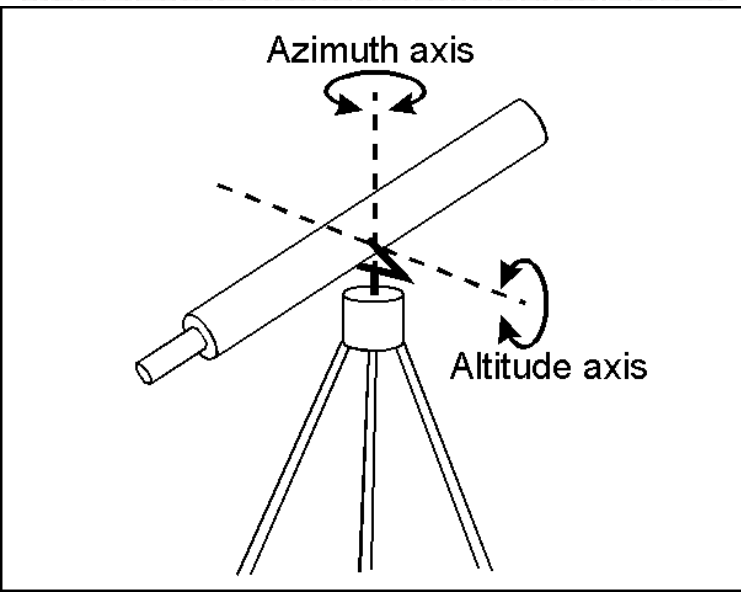
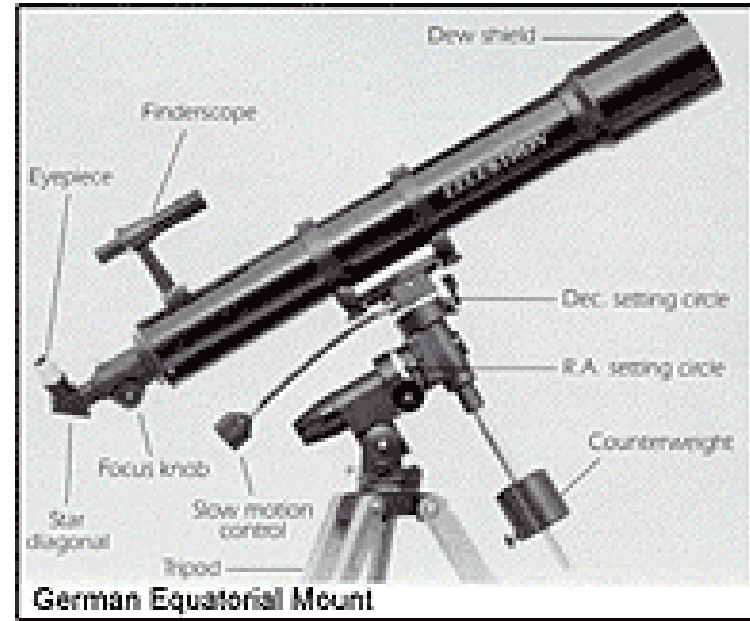


Montature

Alto-azimutale (alt-azimuth)



Equatoriale



L'effetto Doppler

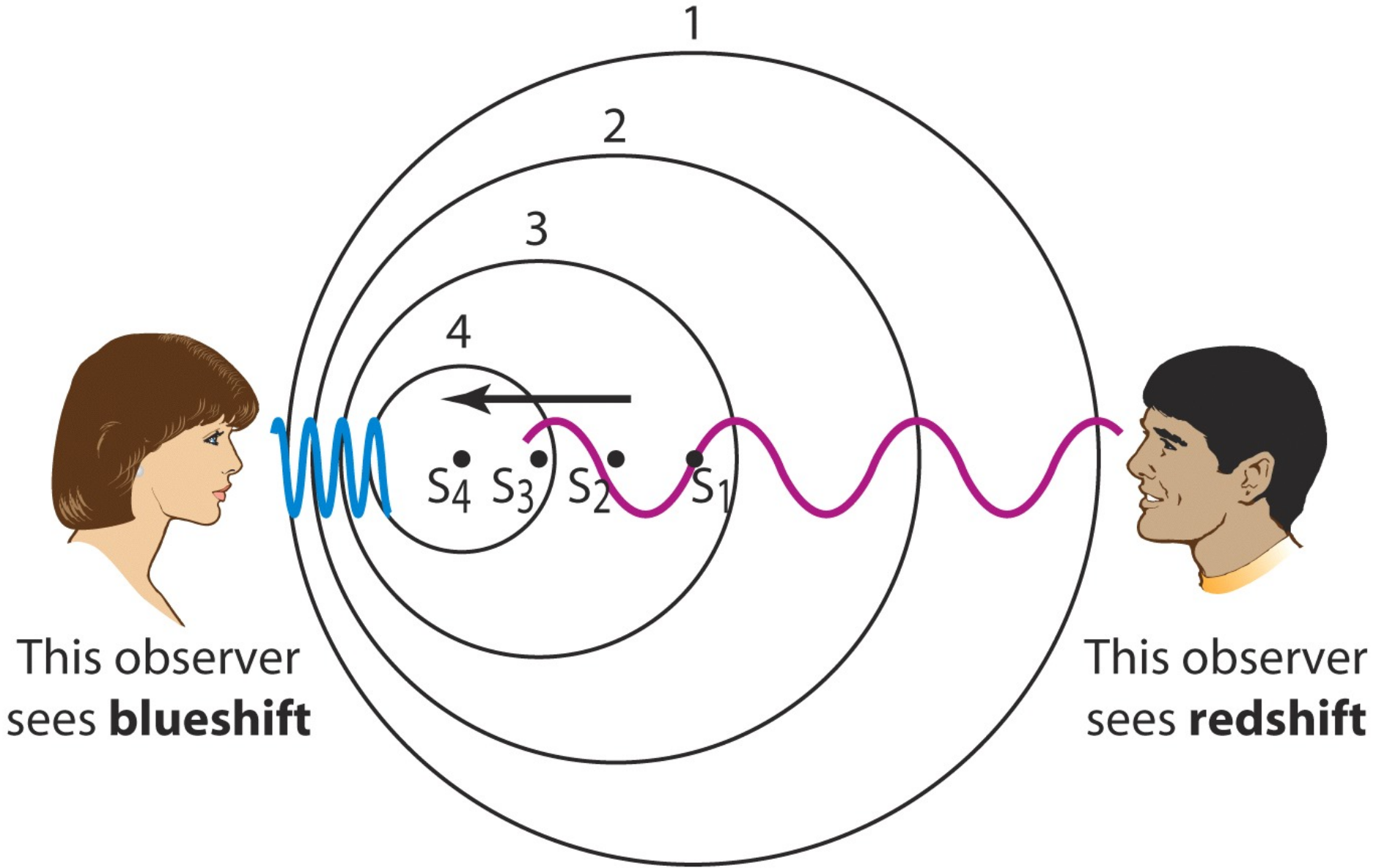


Sorgente ferma



Sorgente in moto verso
destra

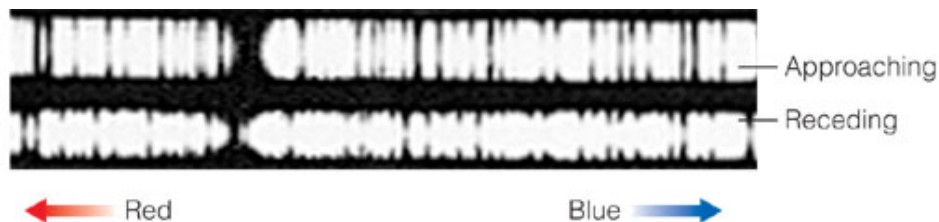
L'effetto Doppler



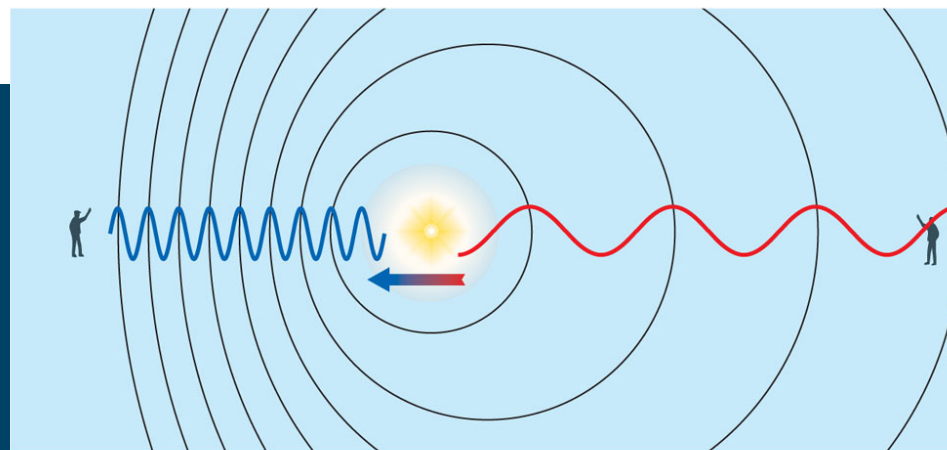
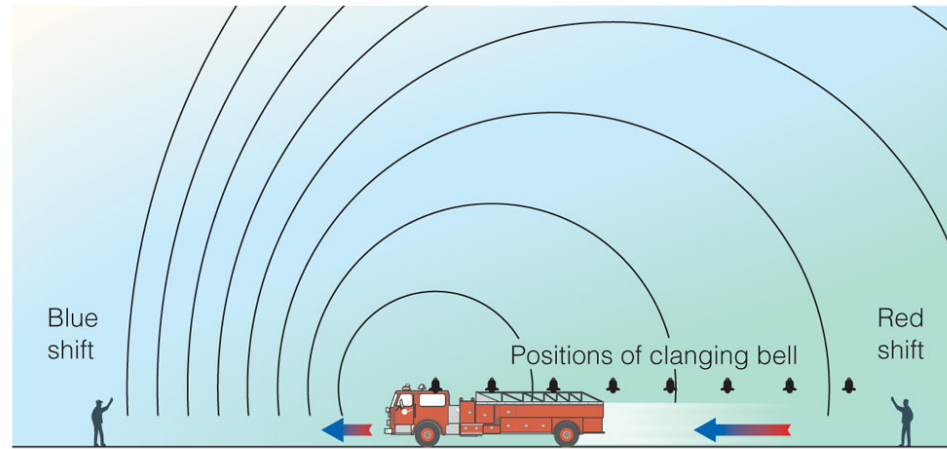
Doppler Shifts: velocità

Solo la componente radiale della velocità V_r , influenza la lunghezza d'onda

$$V_r/c = (\lambda - \lambda_0) / \lambda_0$$



Stella binaria in orbita

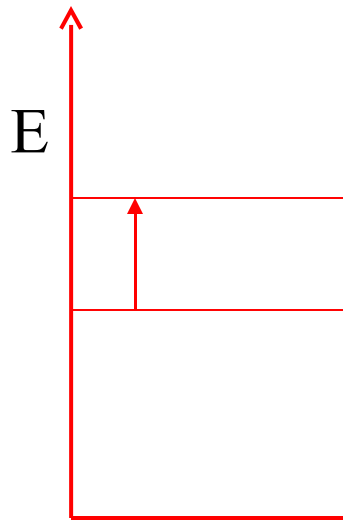


Larghezza delle righe: pressione del gas

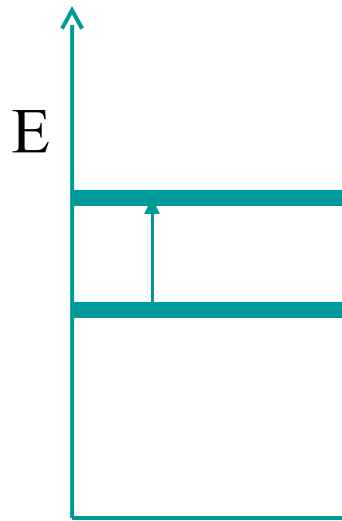
Alcune stelle hanno righe più larghe di altre.
gas ad alta pressione mischiano i livelli atomici
→ risultano righe più larghe.

Nane → atmosfere compresse → righe larghe

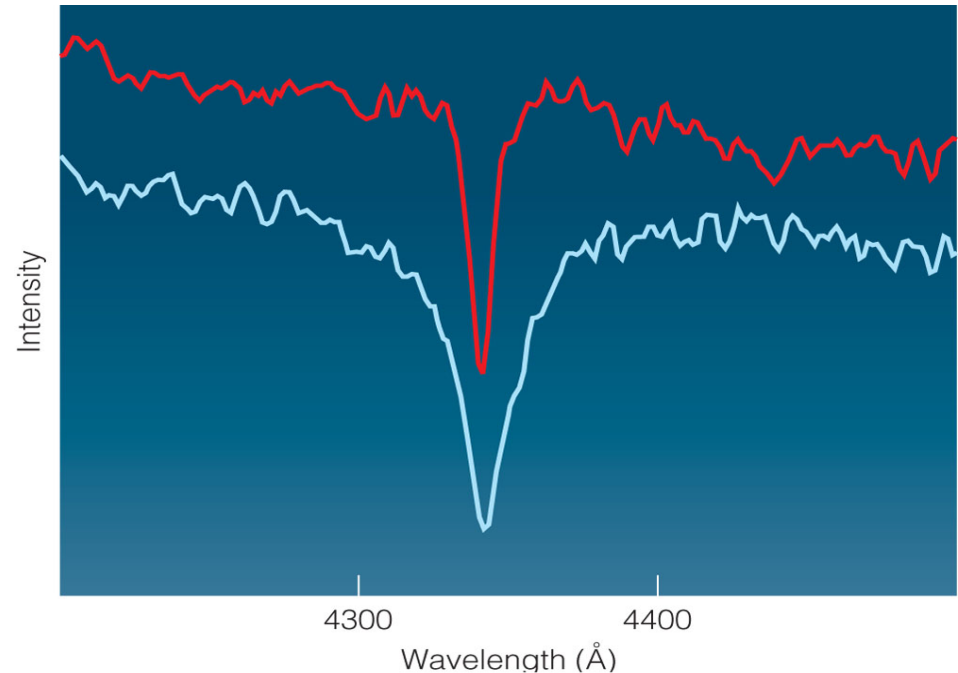
Giganti → atmosfere a bassa pressione → righe strette



Bassa pressione
Riga stretta



Alta pressione
Riga larga



Tre modi di misurare le distanze

Misure Dirette

Metri Standard:

Dimensioni = Distanza \times θ (angolo nel cielo)

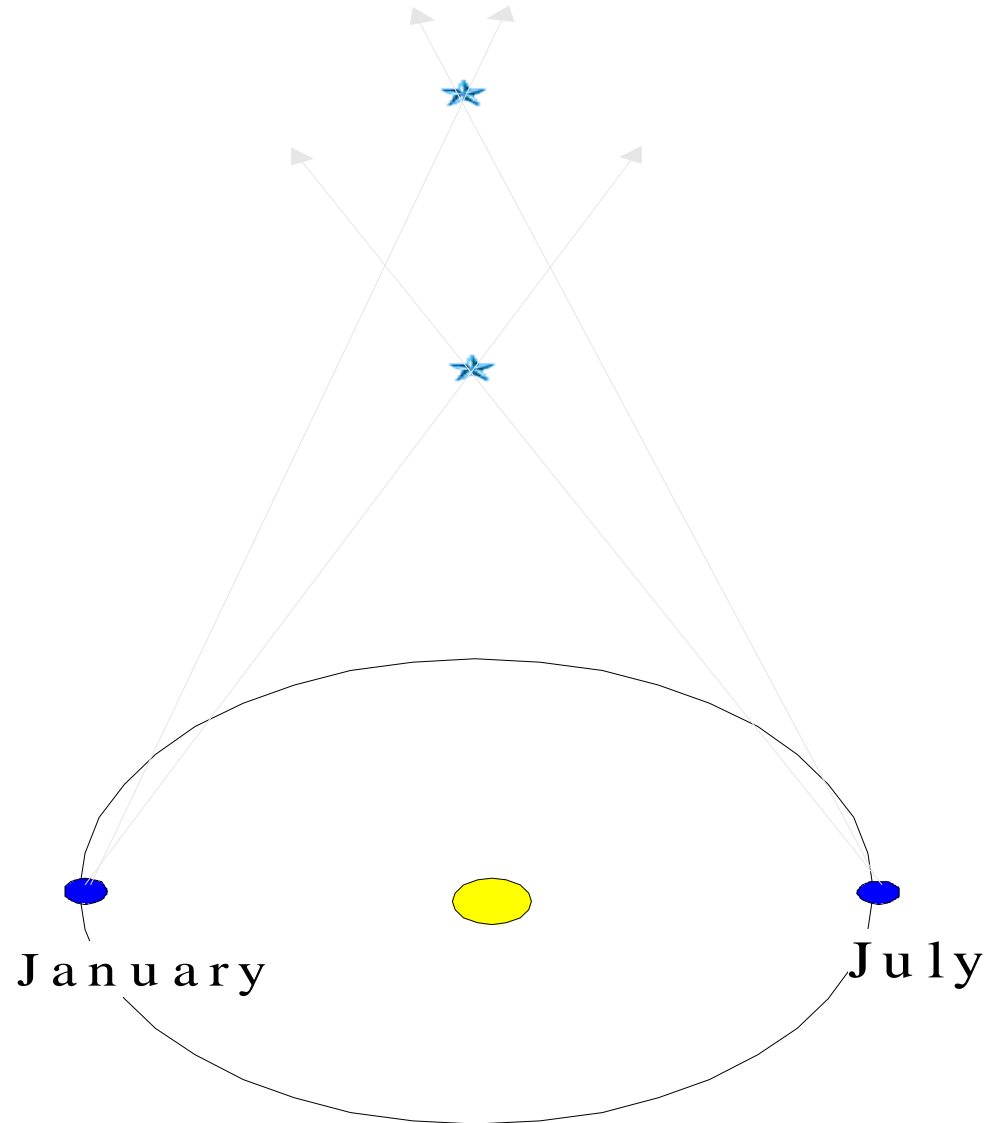
Bisogna conoscere le dimensioni reali dell'oggetto

Candele Standard: $L_{\text{apparente}} = L_{\text{assoluta}} / D^2$

Bisogna conoscere la Luminosità dell'oggetto

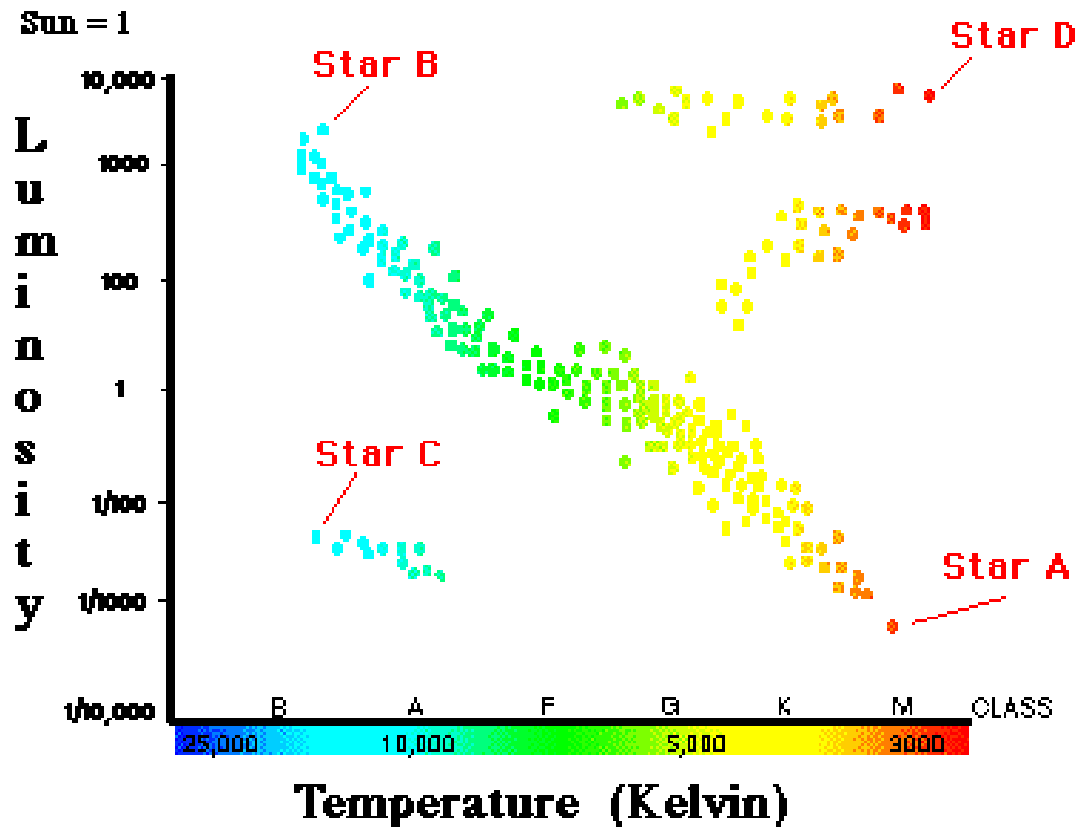
Misure Dirette **Importante**

Parallasse:
ok fino a ~1 kpc



Candele Standard **Importanti**

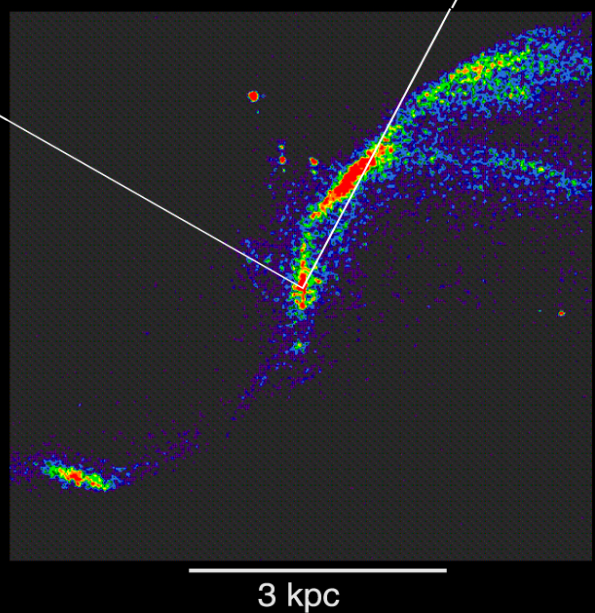
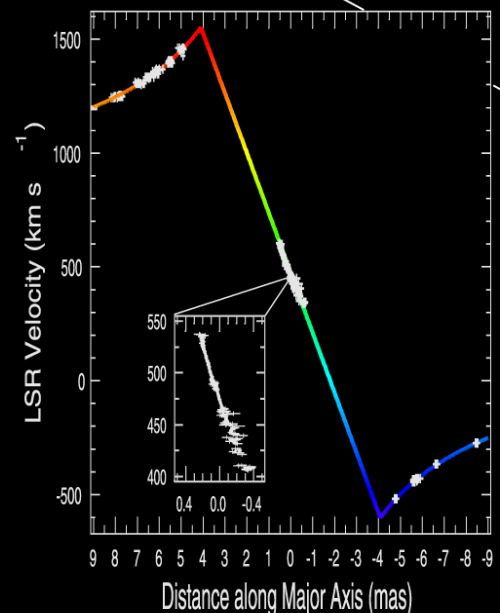
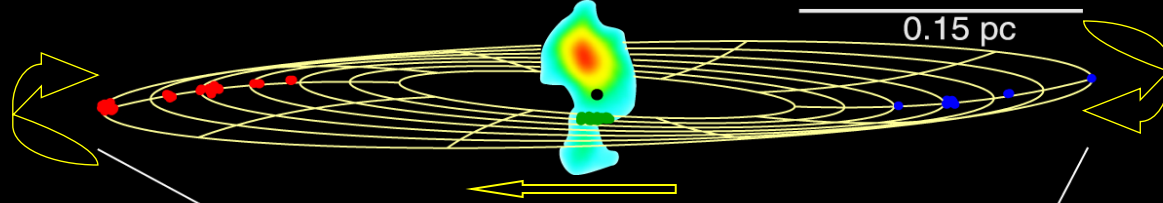
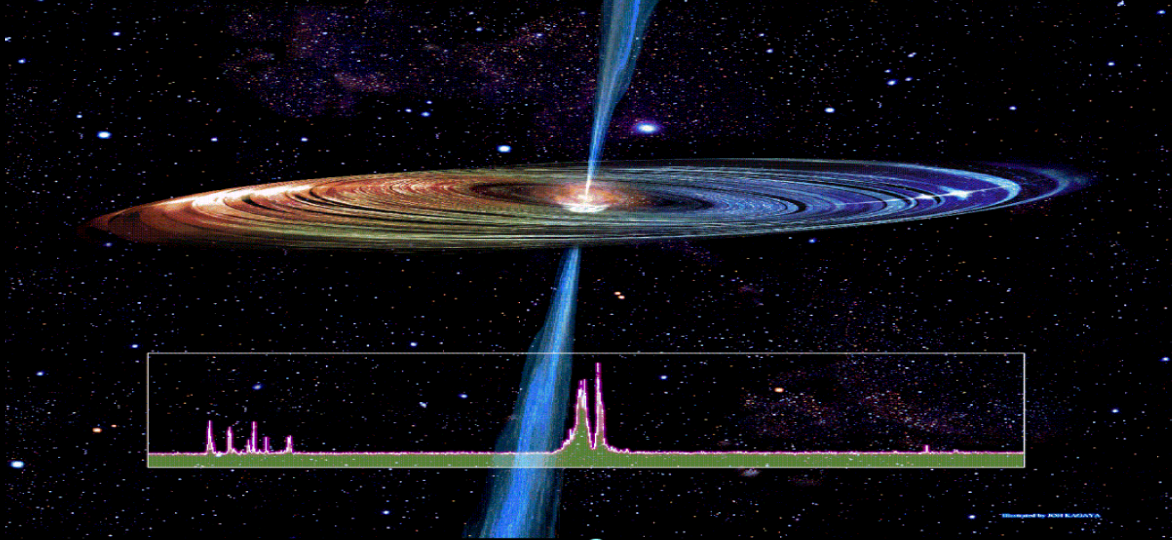
- Calibrare L delle stelle della sequenza principale con stelle di ammassi vicini con distanze note da parallasse ed estendere ad ammassi lontani. ok fino a 10-100 kpc



Metri Standard

- Expanding Photosphere Method (EPS o Baade-Wesselink)
 - Esplosioni di SNe di Type II
 - Misura della velocità di espansione dei detriti e tempo dall'esplosione \Rightarrow dimensioni reali della nebulosa
 - ok fino a 10-100 Mpc

- Maser dell'acqua: Misura del moto proprio e accelerazione del maser nel disco di accrescimento degli AGN, si ricava il raggio orbitale del maser e la massa dell'oggetto centrale.
- Lenti Gravitazionali: Ritardi nelle fluttuazioni in oggetti "lensati" fornisce informazioni sulla geometria. Dipende dalla massa della lente e dal modello teorico della lente
- ok fino a ~ 1 Gpc



Candele Standard **Importante**

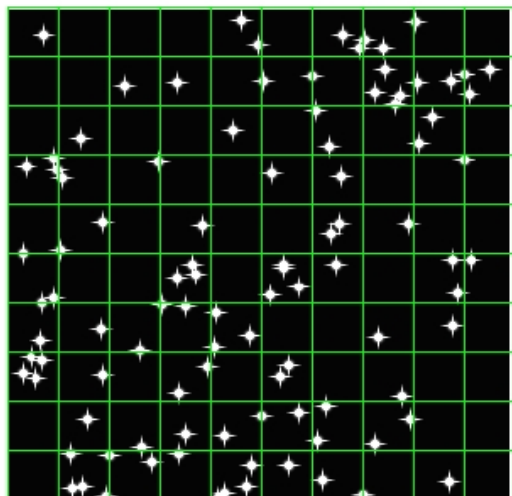
- Variabili Cefeidi e RR Lyrae
 - Stelle pulsanti che cambiano di brillantezza con un periodo caratteristico
 - Il Periodo è proporzionale alla L assoluta
 - Comuni e brillanti (specialmente le Cefeidi), visibili in galssie vicine
 - OK fino a ~ 20 Mpc

- supernovae di tipo 1a
 - Esplosione di stelle Nane Bianche (WD)
 - Forma della curva di luce tempi scala dell'affievolimento della luce danno la luminosità assoluta
 - Estremamente luminose possono essere osservate a grandi distanze
 - OK fino a ~ 1 Gpc, $z \sim 1$

La Scala delle Distanze

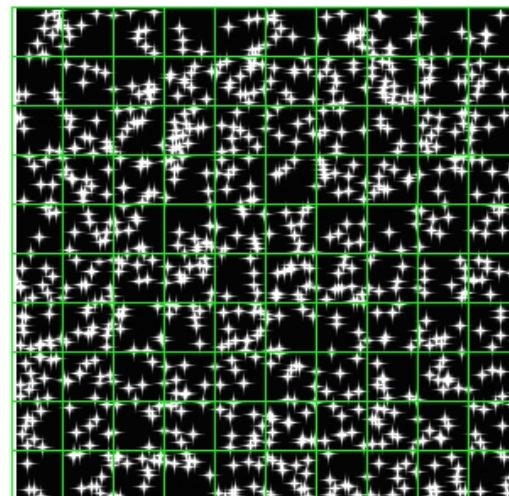
- Tecniche diverse per distanze diverse: standard vicini per calibrare oggetti più lontani dove c'è sovrapposizione
- Cefeidi passo base: numerose nella Galassia e LMC, distanze direttamente misurabili con parallasse e abbastanza brillanti da sovrapporsi a molti altri indicatori di distanza secondari
- Cefeidi \Rightarrow funzione di luminosità, SBF, cinematica delle galassie, SN1a

Nearby Galaxy



Galaxy star field

Same Galaxy
Three times the distance



Galaxy star field

\bar{f} Star flux $\bar{f} / 9$

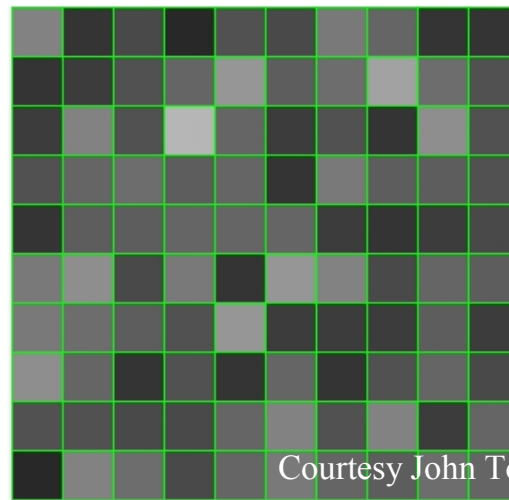
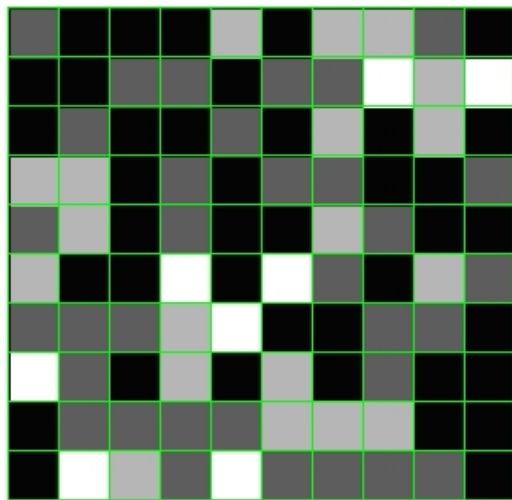
n Star density $9n$

Surface Brightness

$n\bar{f}$

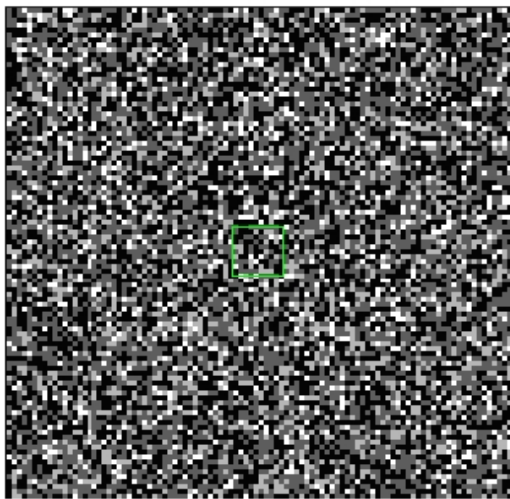
$n\bar{f}$

What the CCD sees



Courtesy John To

What the CCD sees



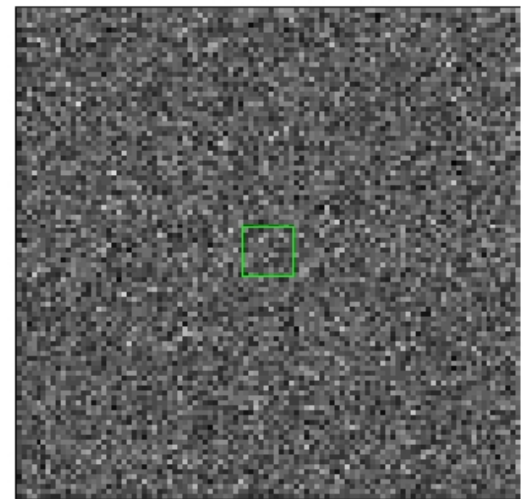
More CCD pixels

Rms fluctuation
(inversely prop. to distance)

$$\sqrt{n} \bar{f}$$

$$\sqrt{9n} \bar{f}/9$$

$$= \frac{1}{3} \sqrt{n} \bar{f}$$

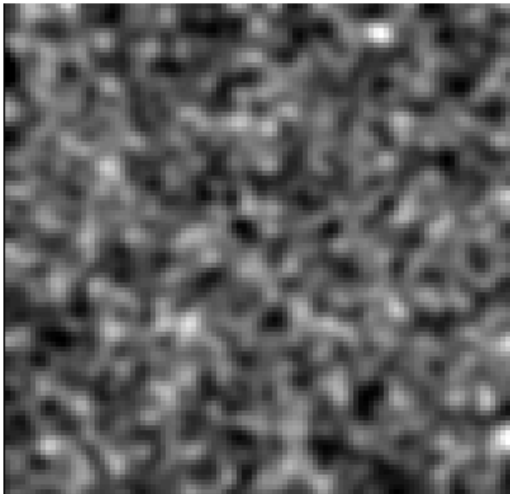


More CCD pixels

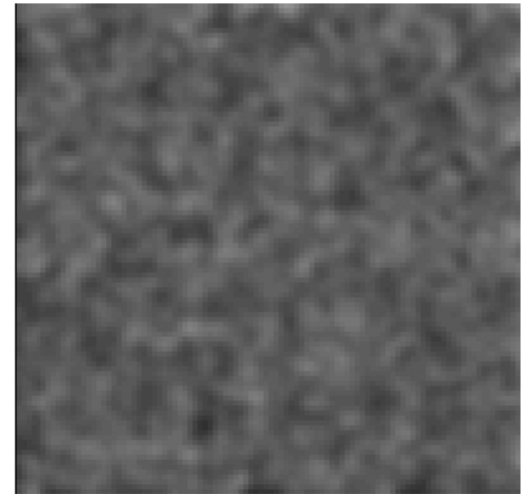
Variance divided by Mean
(Star flux)

$$\bar{f} = \frac{(\text{rms})^2}{\text{mean}}$$

$$\bar{f}/9 = \frac{(\text{rms})^2}{\text{mean}}$$

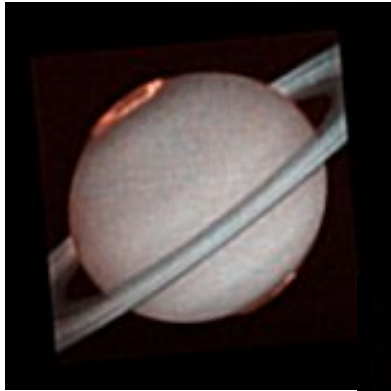


Blurred by atmosphere



Blurred by atmosphere

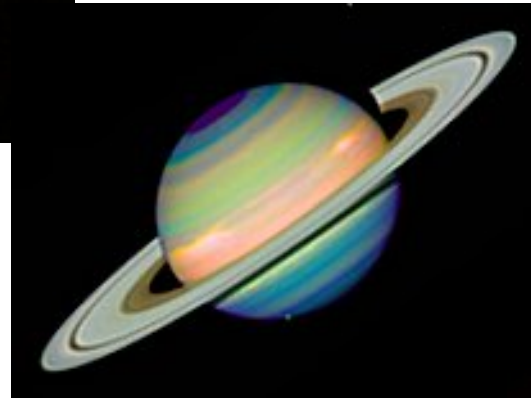
Il Sistema Solare a diverse λ



Ultravioletto



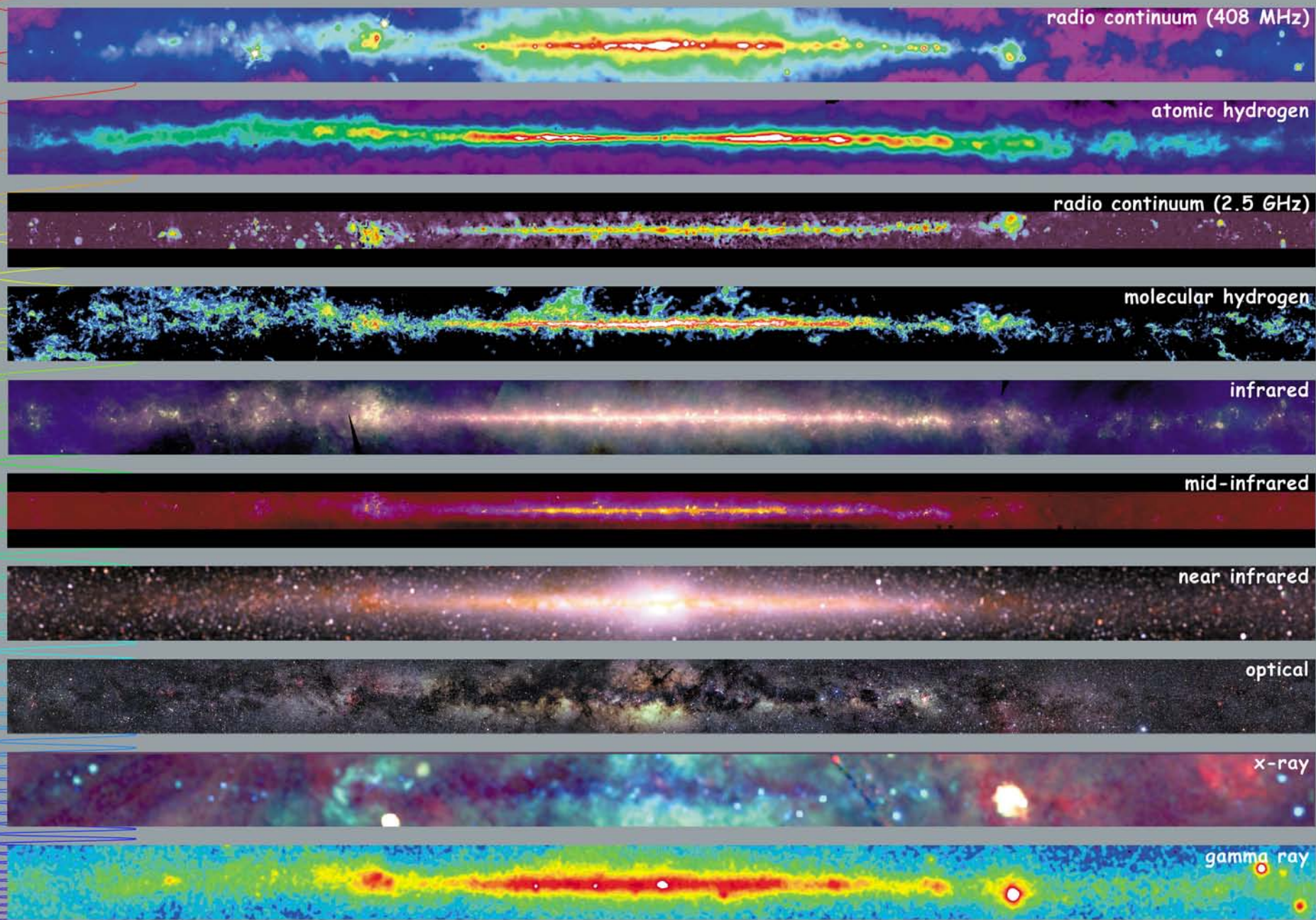
Visibile



Infrarosso



Radio



<http://adc.gsfc.nasa.gov/mw>

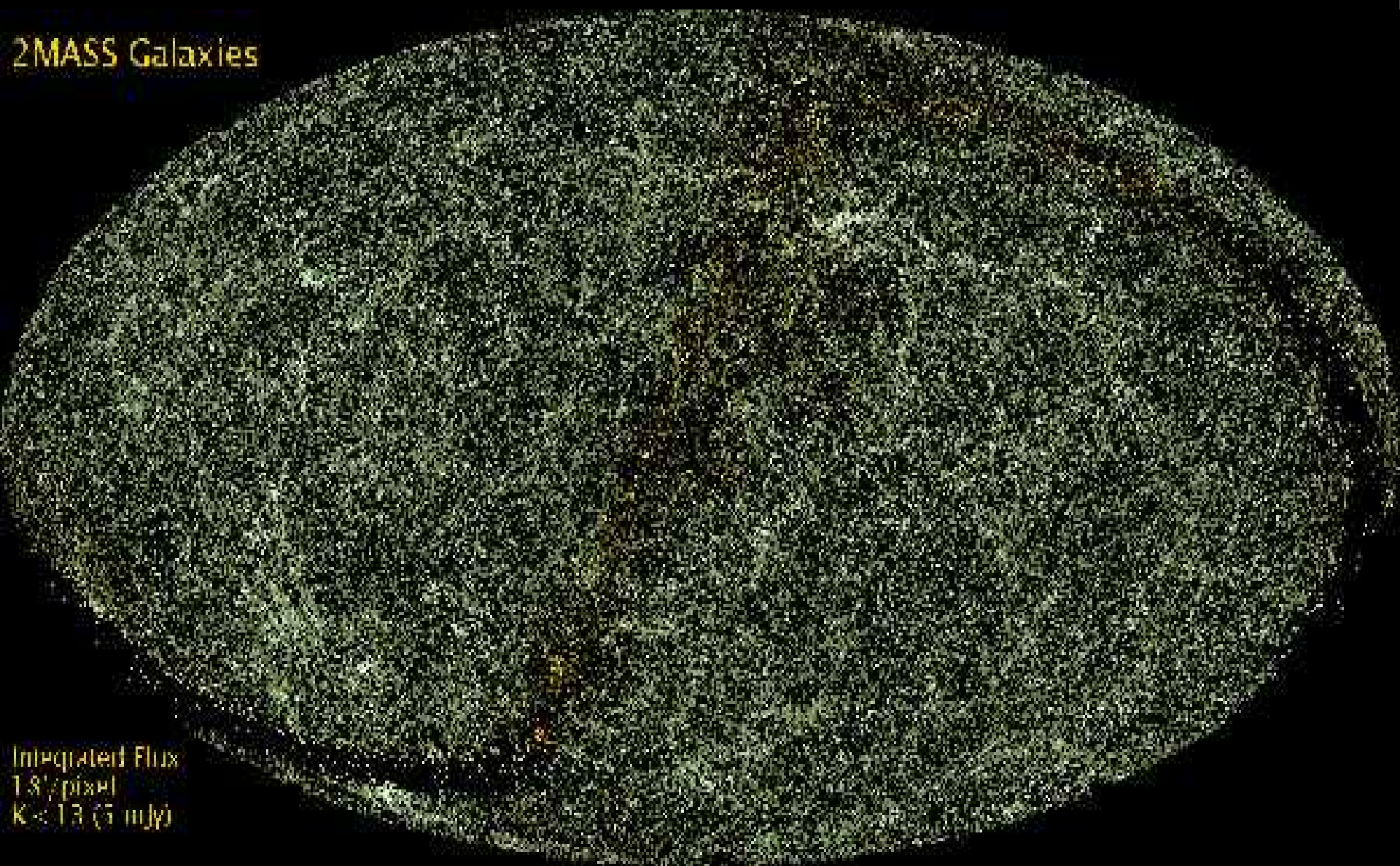


Multiwavelength Milky Way

Orione
in luce
Visibile
e IR



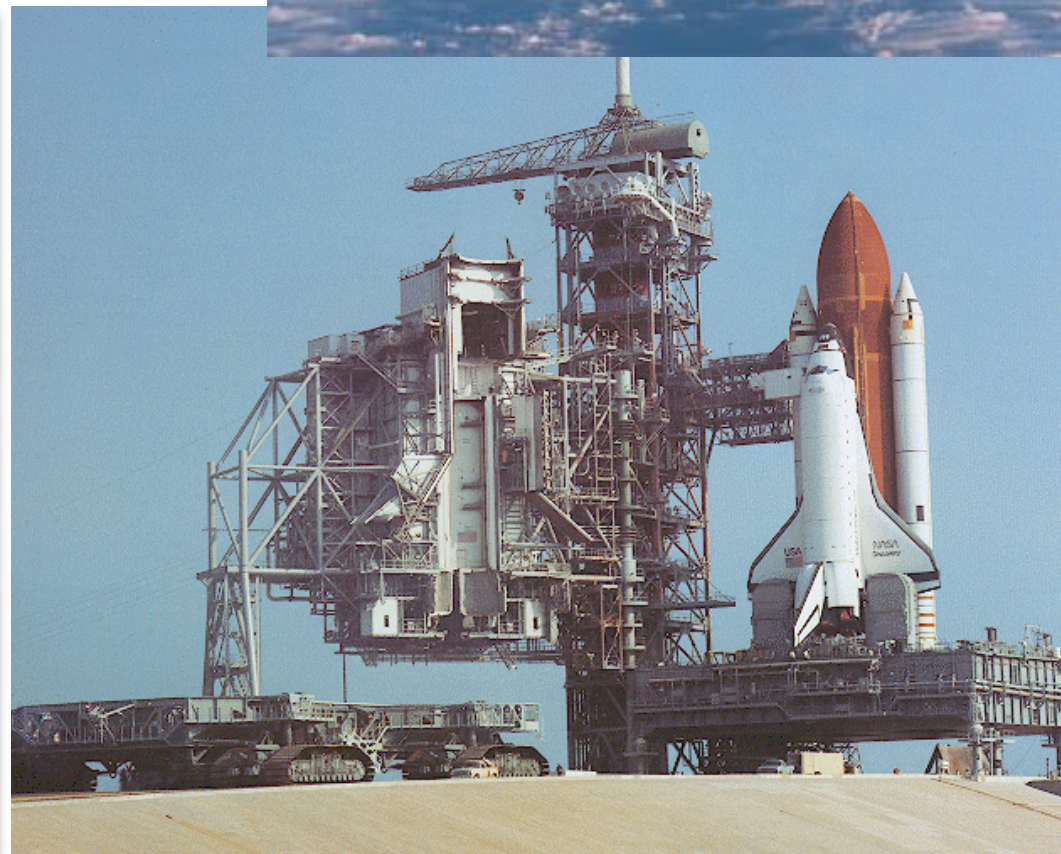
2MASS Galaxies



Integrated Flux
1.8/pixel
K < 13 (5 mJy)

HST

- Hubble Space Telescope lanciato April 24, 1990, 8:33:51 a.m.– pad B.
- 2.5 m riflettore



Rivelatori di luce

Occhio umano

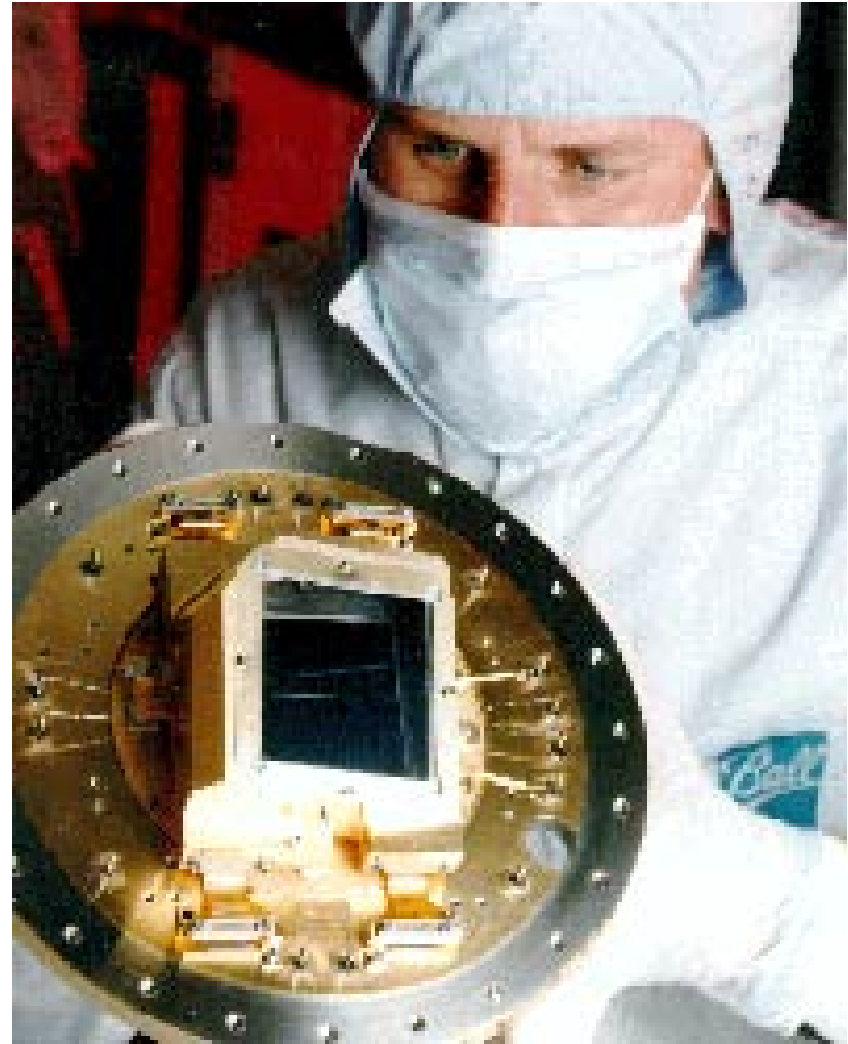
- Poco sensibile
- Nessun dato permanente

Film, lastre

- telescopio come macchina foto
- accumula luce: vede oggetti deboli
- Dati permanenti

“film” (CCD) elettronico

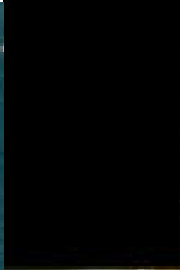
- Più sensibile
- Per ore il migliore!
- Su ogni telescopio moderno
- bonus: dati digitali per computers!



Hubble Telescope CCD



Immagini
di HST

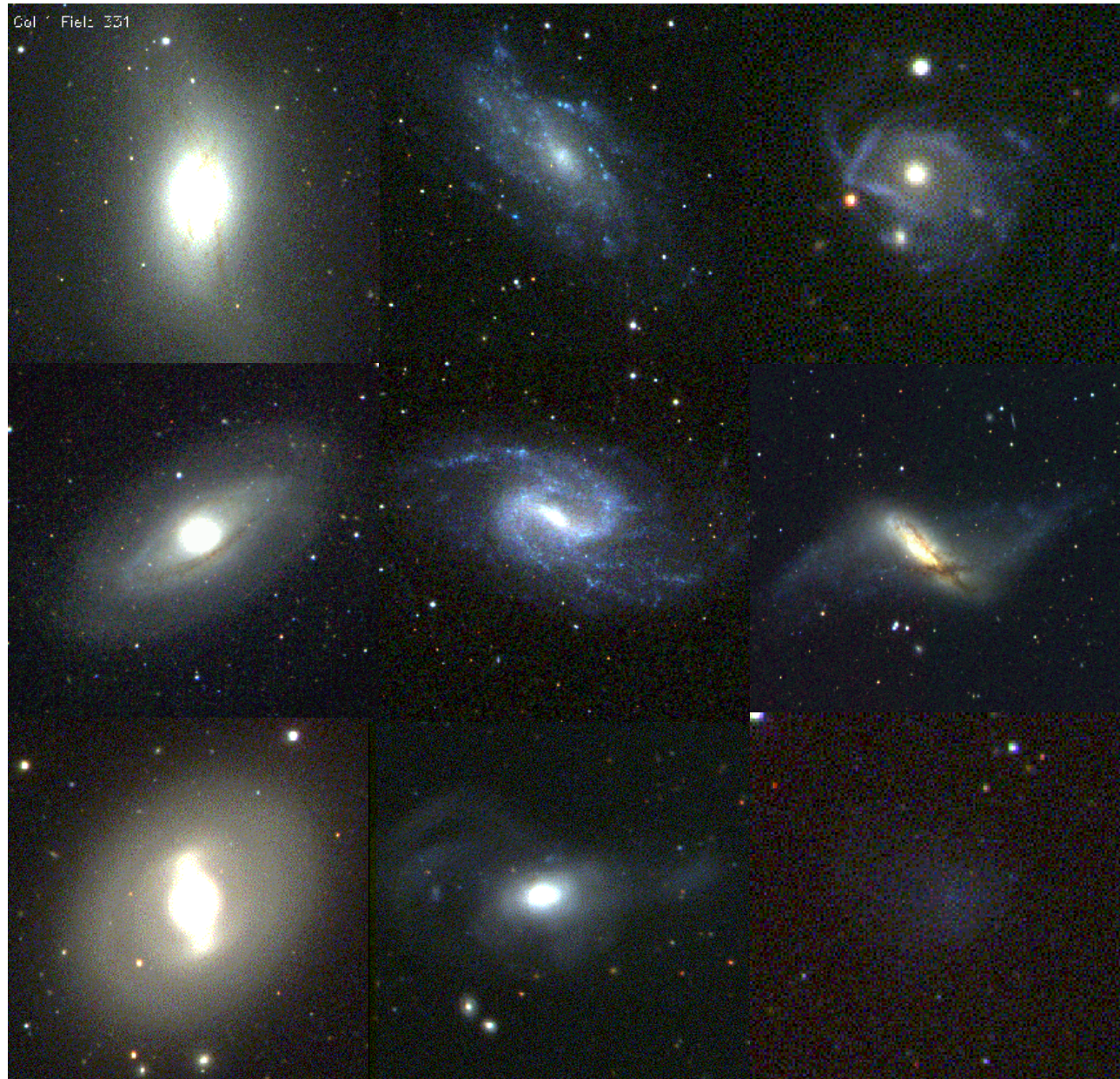


Ammassi di Galassie
variano con il tipo
di galassia

Come ciascuna galassia
è correlata con la
distribuzione delle
galassie?

Bias dipende dai colori
& luminosità delle
galassie

Caveat sulle influenze
sui parametri
Cosmologici dalla LSS



SDSS 2.5 meter Telescope

SDSS 2.5-meter
Telescope



SDSS Imaging Camera

Top to bottom:

g'

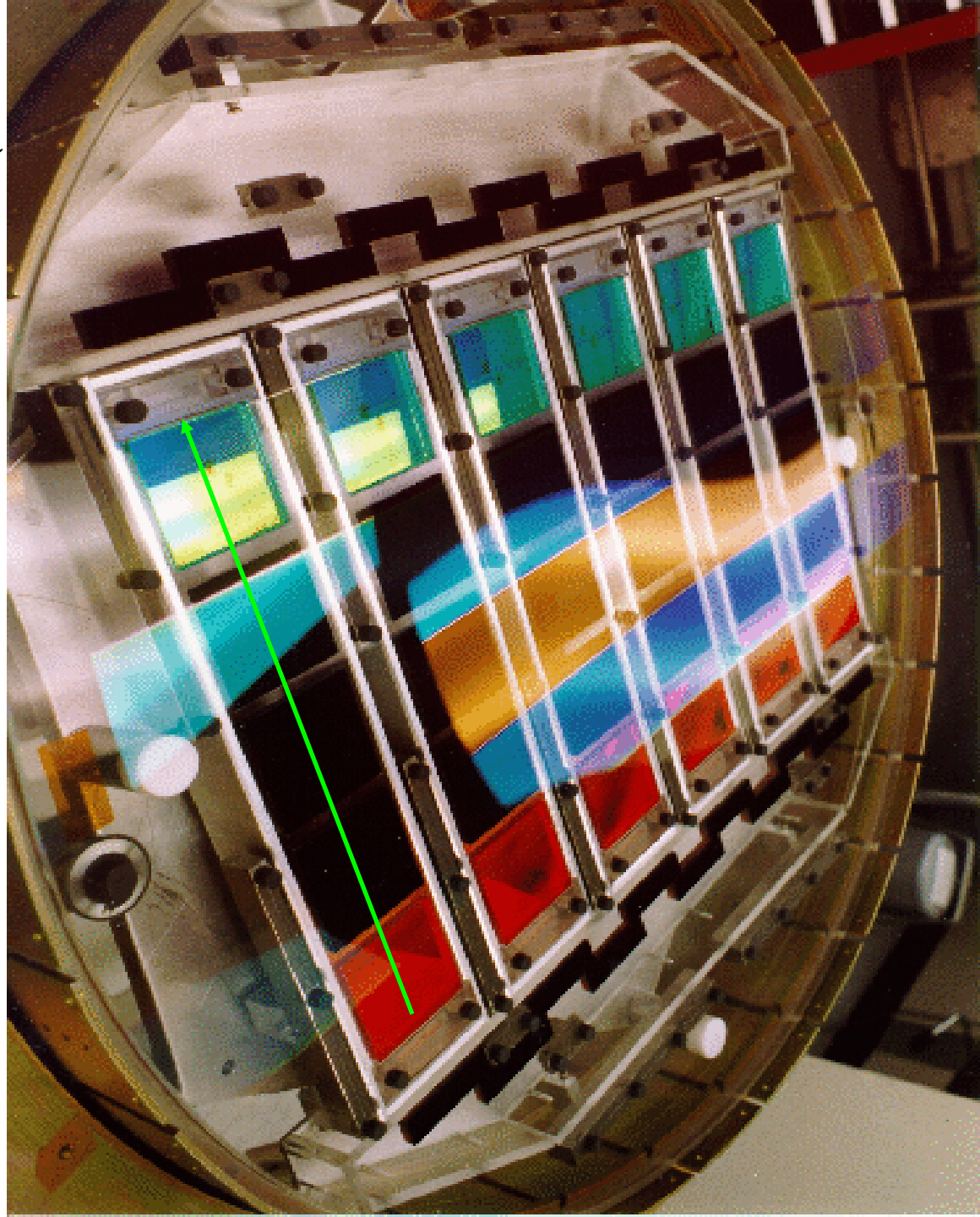
z'

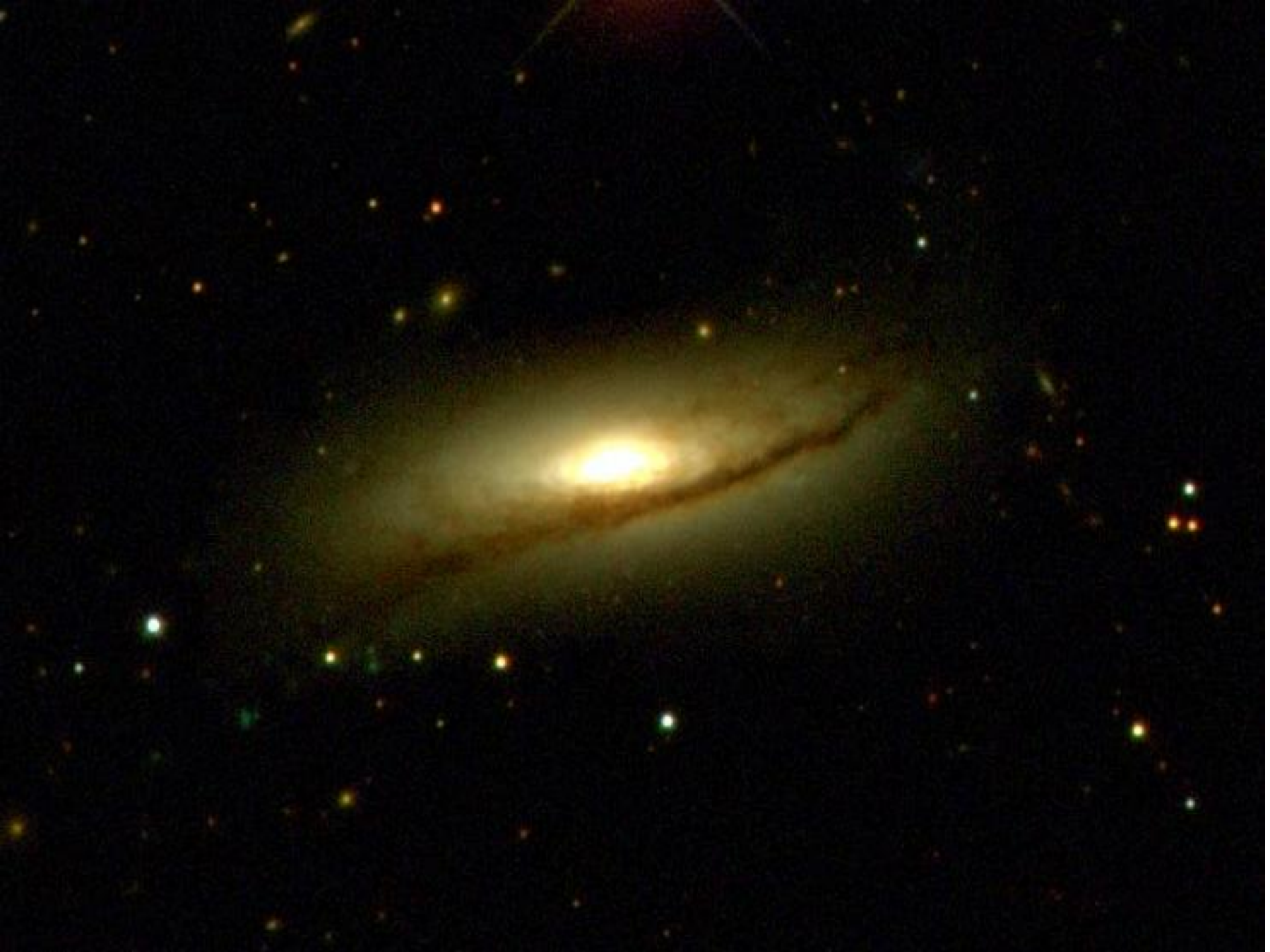
u'

i'

r'

Drift Scan Mode

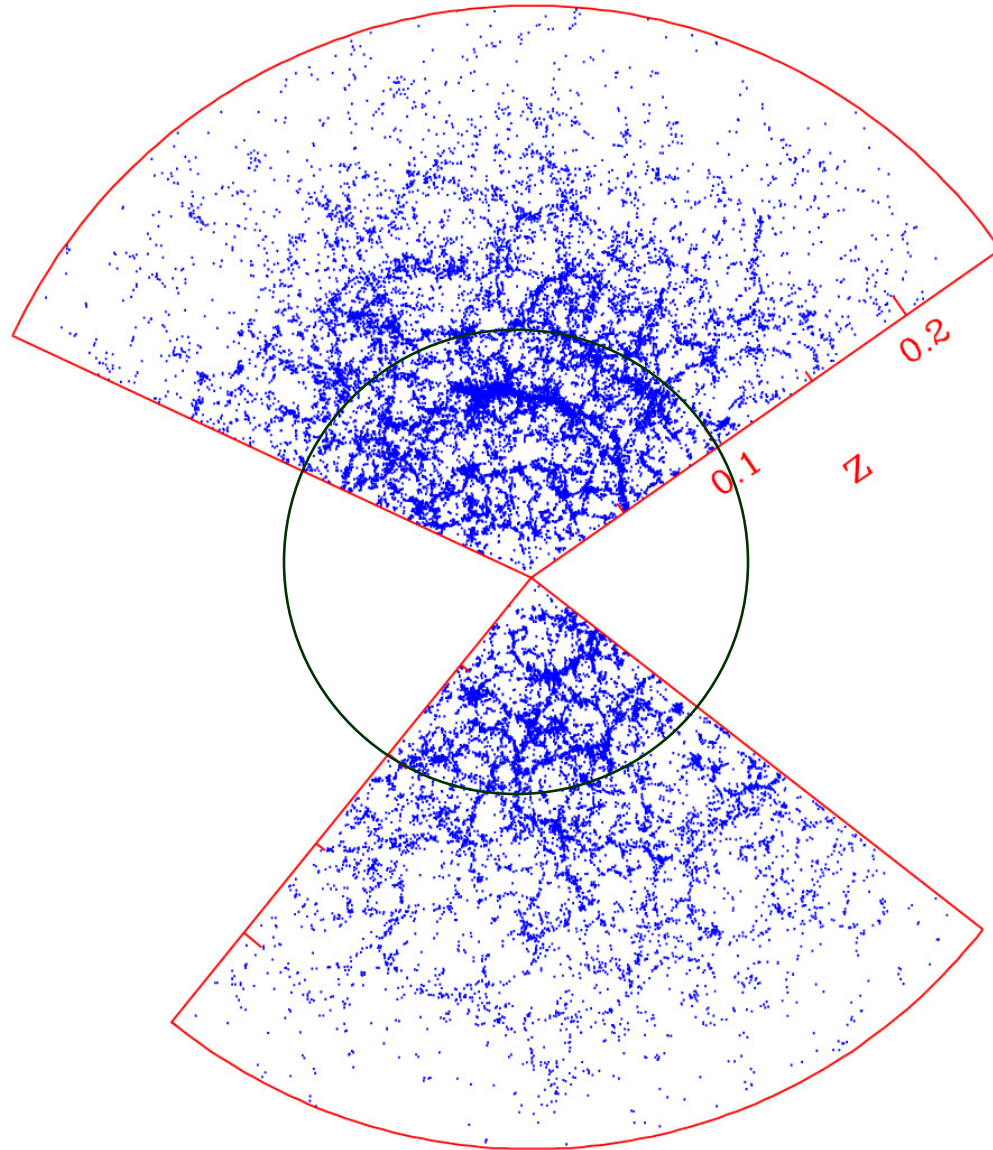






Abell 2255 Cluster
~300 Mpc

Sezione Equatoriale



Perchè le surveys sono importanti

Per selezionare classi di oggetti statisticamente rappresentativi (survey complete o ben definite).

Per selezionare oggetti rari.

“Nuovi oggetti” ?

“Trovare un oggetto per studiare” una classe

(e.g. AGN at $z=7-10$)

Survey come “prova di esistenza”

(e.g. Radio Quiet BL Lacs)

3C Radio Survey

Quasar

Palomar Sky Survey

Catalogo di ammassi di galassie di Abell, per studiare le strutture su grande scala

X-ray: Uhuru Survey

Emissione X da ammassi di galassie, binarie X

X-ray: Ariel 5 Survey

Emissione X proprietà comune agli AGN (e.g. Galassie di Seyfert)

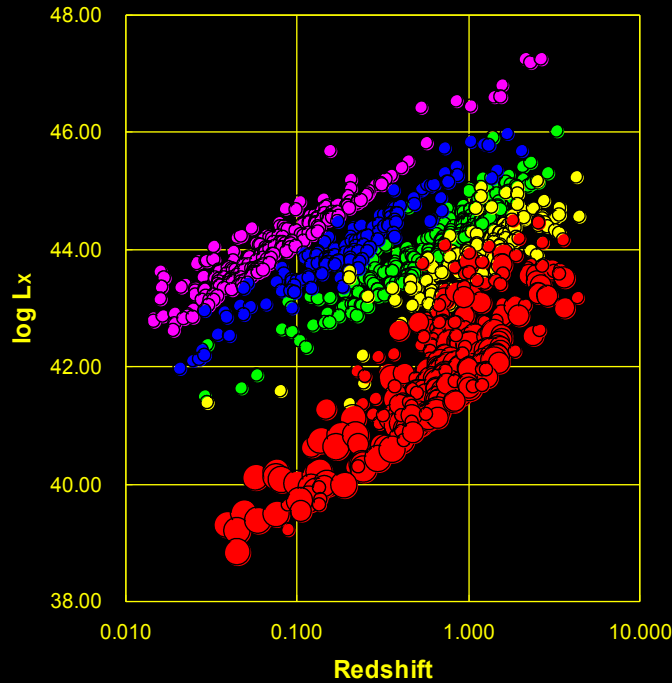
CFA redshift Survey

struttura a "bolle" dell'Universo

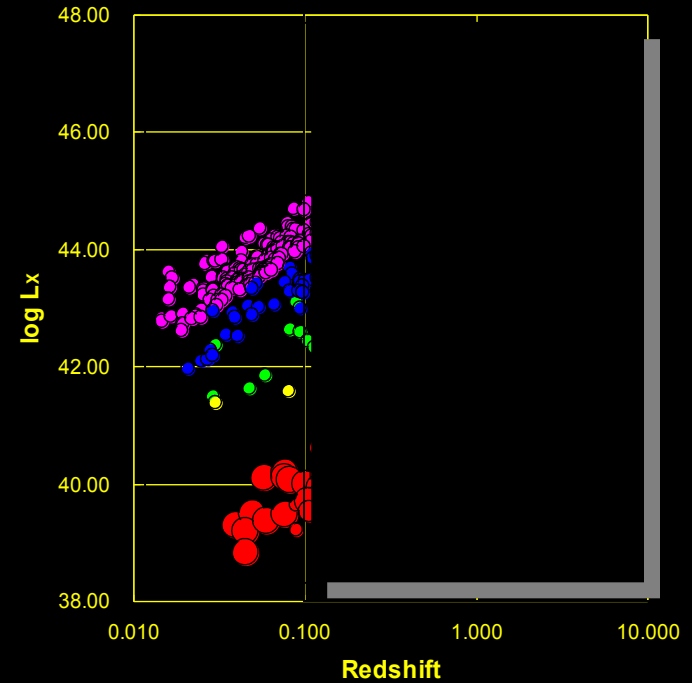
IRAS

Galassie ultra-luminose nell'infrarosso.
connessione SB-AGN

Survey limitate in flusso



Survey limitate in volume



$$L = 4\pi D_L^2 f_{K_{\text{corr}}}$$

$$f = f_{\text{lim}} \longrightarrow L_{\text{min}} \propto D_L^2$$

- Useful to study local XLF
- Also in Volume limited Surv. there is a flux limit and L_{min}

Se per una classe di sorgenti extragalattiche sappiamo

- a) spectral energy distribution (SED)
- b) Parametri di selezione della survey



Funzione di selezione, $P(L, z, SED)$
(i.e. controllo degli effetti di selezione)



Si ricavano le proprietà cosmologiche della popolazione selezionata
(e.g. XLF, proprietà dell'evoluzione cosmologica)

Considerazioni generali

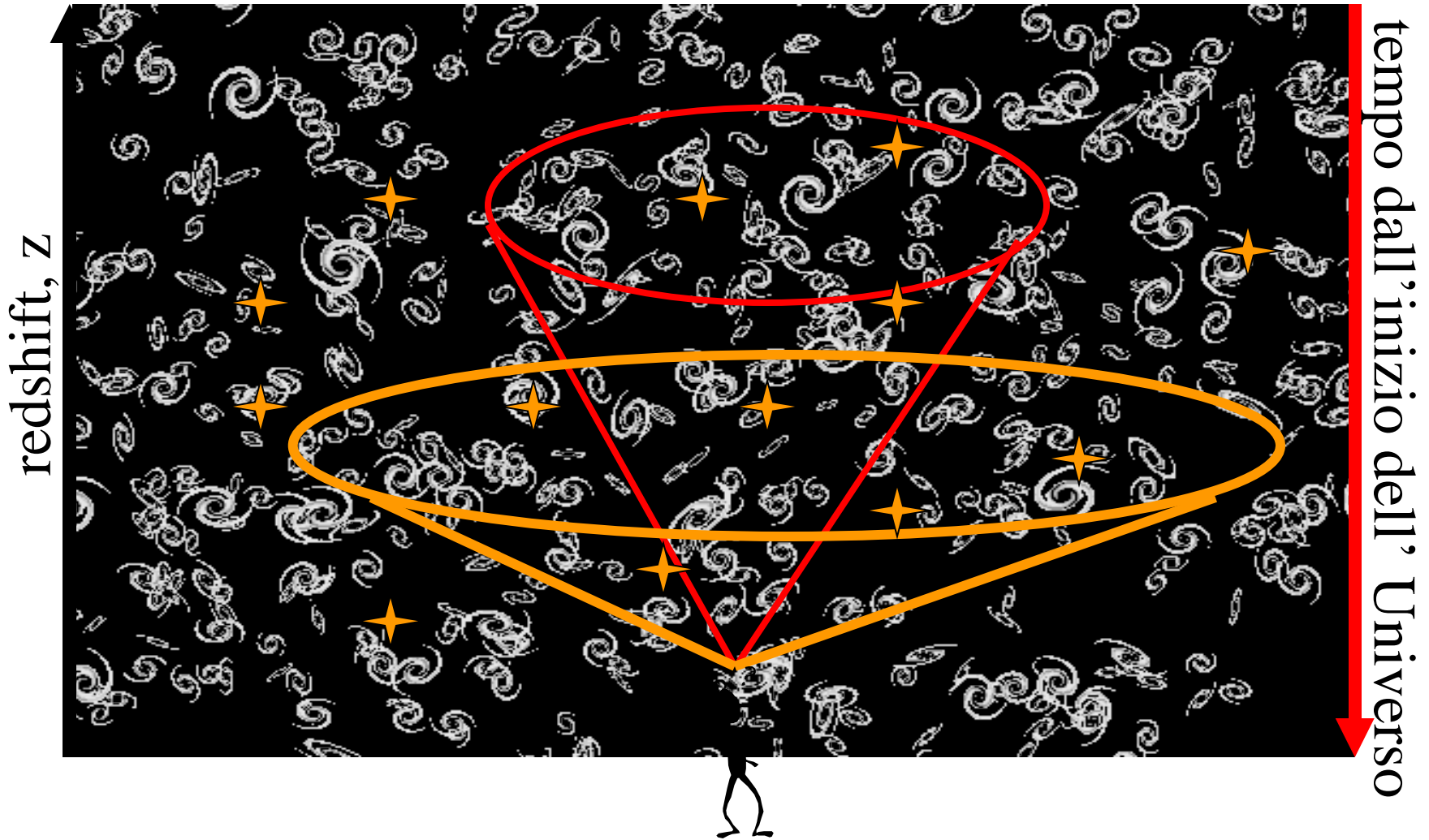
Da una survey a flusso limitato che campionano oggetti di tipo A,B,C sono interessato solo agli oggetti di tipo A

Completezza (C): numero di oggetti A inclusi nella survey

diviso il numero totale di oggetti A nell'area investigata al di sopra del flusso limite

Efficienza (E): numero di oggetti A inclusi nella survey
diviso il numero totale di oggetti (A+B+C) nella survey

Surveys: profonde vs vicine



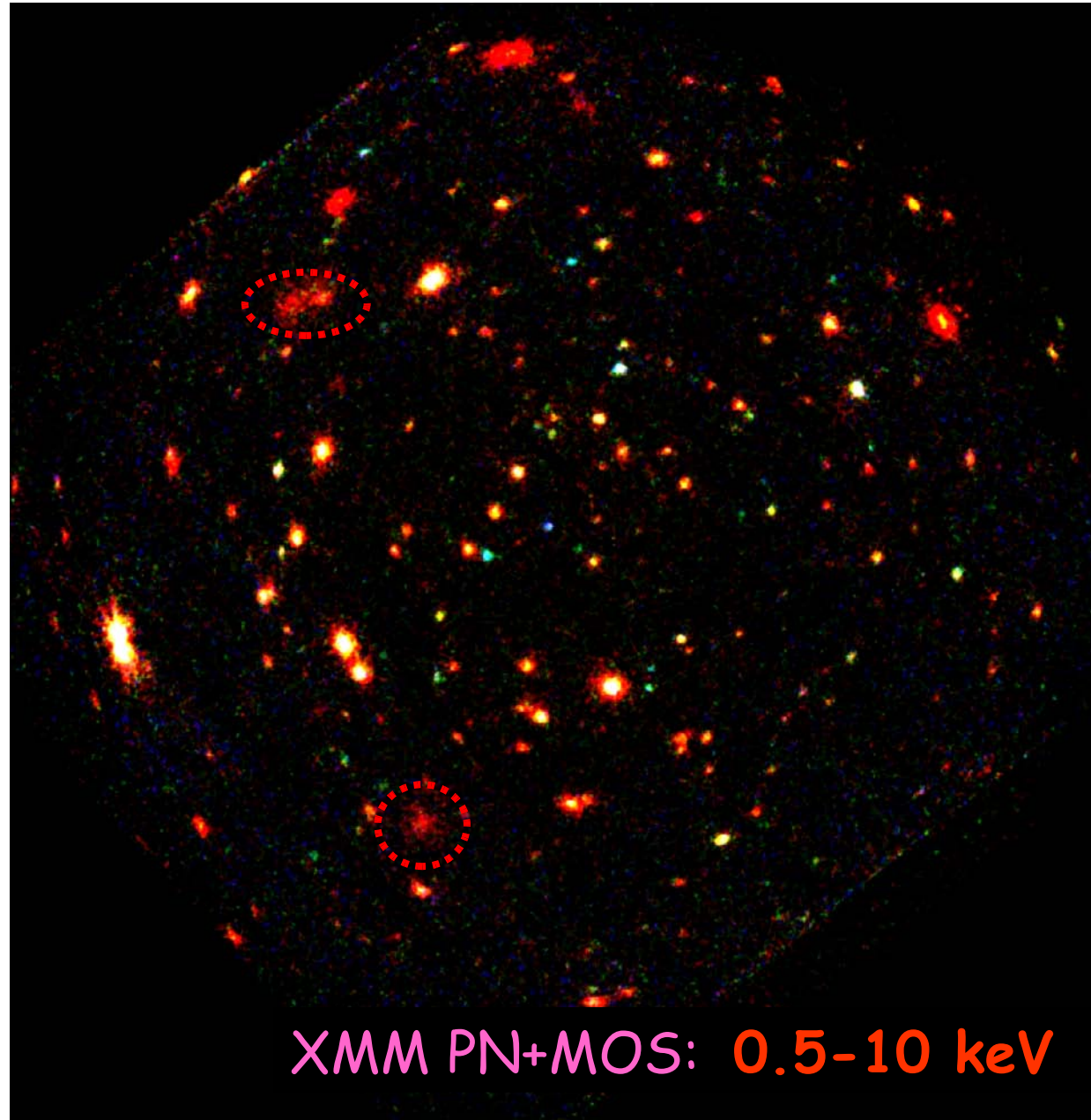
Passo zero: selezione dei dati (immagini)

*Survey extragalattiche

- longitudine Galattica ($|b^{\text{II}}| > 20$)
- Linea di vista N_h Galattico ($< 10^{21} \text{ cm}^{-2}$)
- Oggetto confinato nella parte centrale dell'immagine
- Tempo di esposizione superiore ad un certo limite: dati utili
- Nessun oggetto (ottico) troppo brillante o esteso nel campo
- Nessun oggetto (X) brillante o esteso nel campo
- Nessun puntamento su gruppi o associazioni (e.g. gruppi di galassie vicine, ammassi o associazioni di stelle)

Lockman Hole

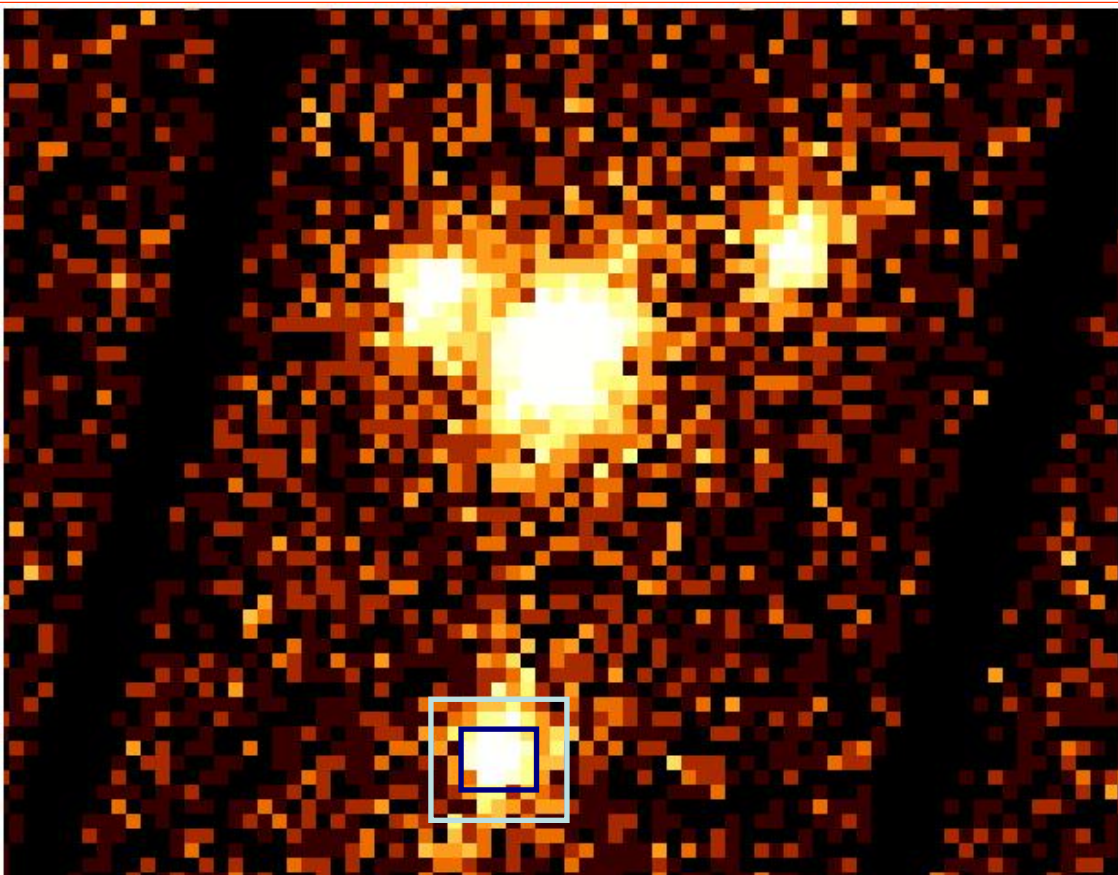
Sorgenti
puntiformi
(solitamente AGN)
vs. estese (in gran
parte ammassi di
galassie)



Primo passo: rivelazione e caratterizzazione delle sorgenti

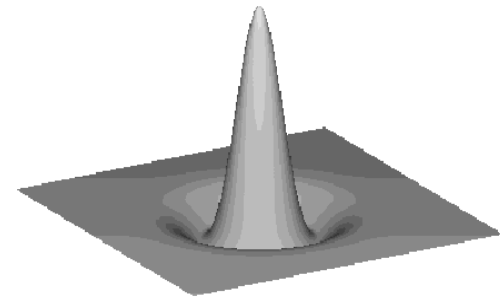
Rivelazione delle Sorgenti

Sorgenti puntiformi -- Algoritmo della scatola scorrevole + Maximum Likelihood Fit

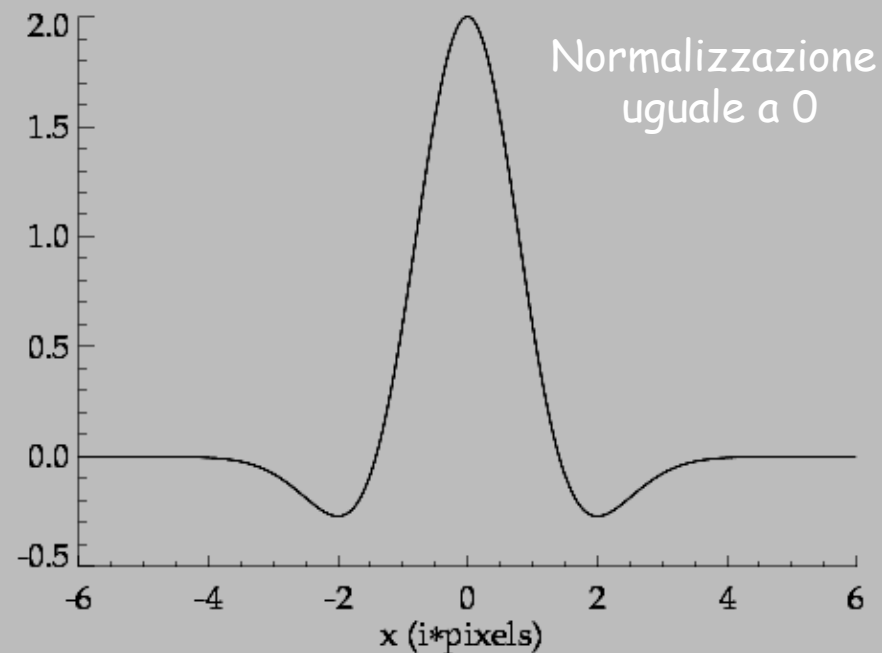


Sorgenti Estese -- e.g. Wavelet transform

Funzione a Sombrero Messicano



Convoluzione con la funzione Sombrero agisce da filtro e aumenta le strutture con scala $\approx \sigma$ e rende possibili analisi multi scala.



Caratterizzazione delle sorgenti

Estensione, flusso, SED, variabilità

Copertura del cielo in funzione del flusso (ed estensione)

Alla fine del primo passo si ricavano le seguenti informazioni

A) LogN-logS

B) Proprietà spettrali medie nella banda (X)

C) funzione di correlazione a due punti

LogN-logS

= densità numerica superficiali delle sorgenti
con flusso $> S$

= flusso della sorgente i

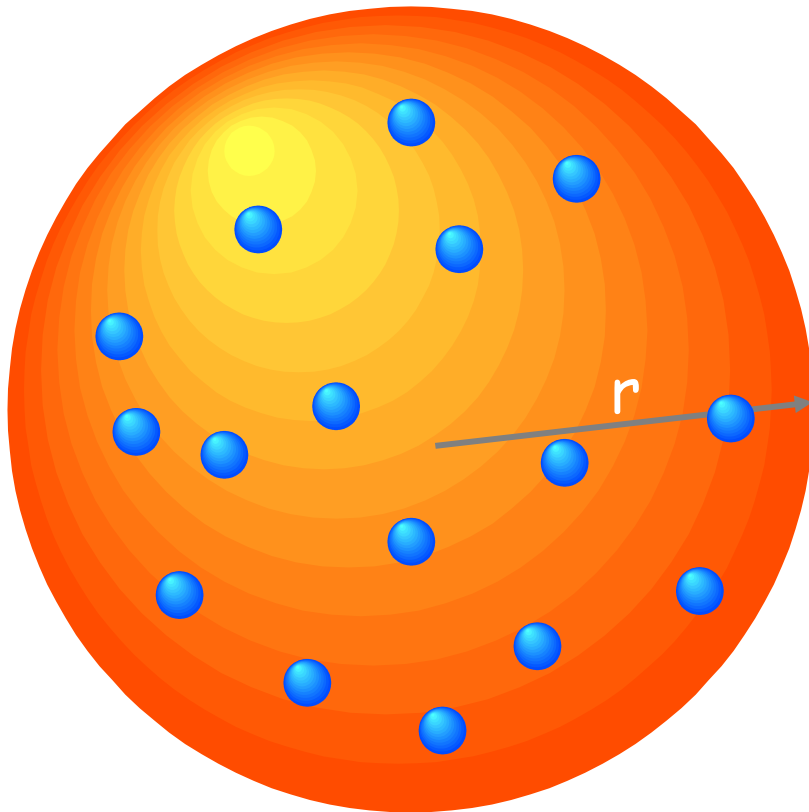
= angolo solido associato alla sorgente i
(copertura del cielo)

Numero di conteggi Euclideo

$N \equiv N(>f) \equiv$ conteggi
integrali

Assumi una classe di oggetti con
luminosità L visibili ad una
distanza r al flusso limite f

Assumi una densità spaziale uniforme



Numero di conteggi Cosmologico

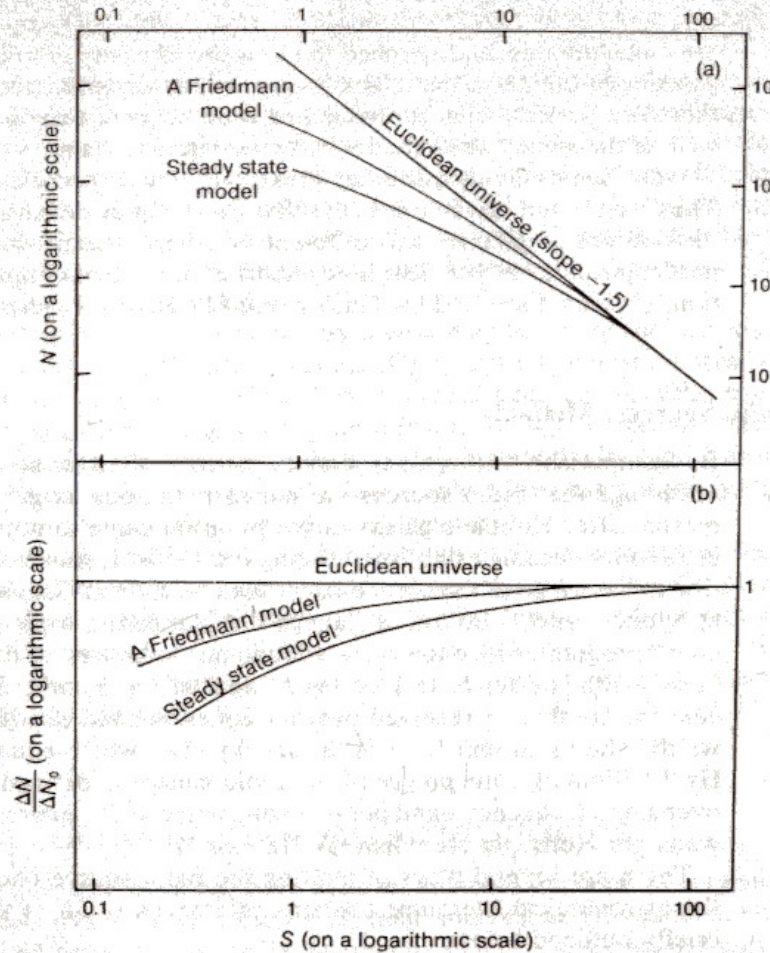


FIGURE 13.4

Schematic plots of (a) $\log N$ against $\log S$ and (b) $\log (\Delta N / \Delta N_0)$ against $\log S$. The curves shown for a Friedmann model are representative of a number of curves that lie between the steady state and the Euclidean curves for various values of q_0 .

Secondo passo: ID spettroscopica della controparte ottica. I.

ID controparte ottica

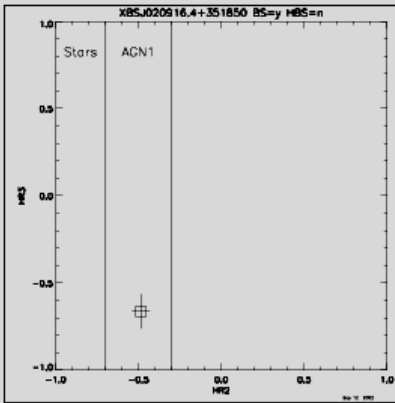
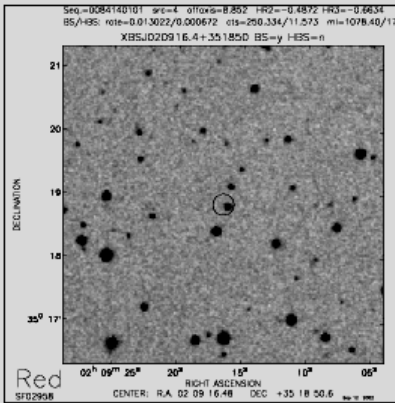
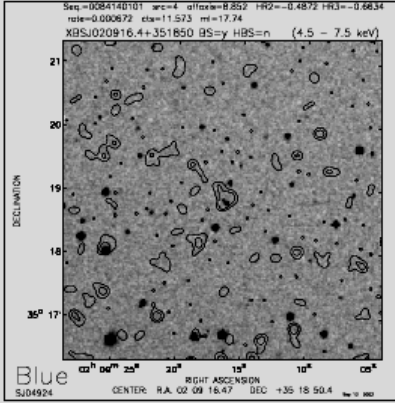
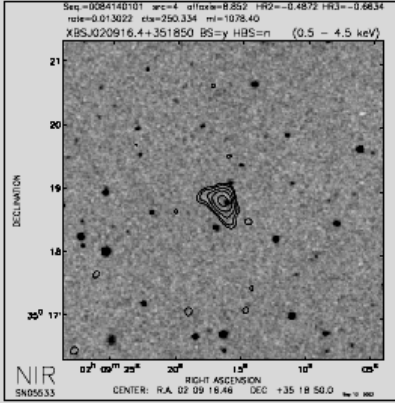
- Cerchio di errore della Posizione x
Einstein Observatory IPC \approx 30-60 arcsec
ASCA, BeppoSAX \approx 1-2 arcmin
ROSAT PSPC \approx 15-40 arcsec
ROSAT HRI, XMM EPIC \approx 3-5 arcsec
Chandra \approx 1 arcsec

Punto cruciale di tutte le survey !!!!

B-band image



R-band image



Grandi cerchi di Errore:
Einstein, ROSAT PSPC, Asca, BeppoSAX

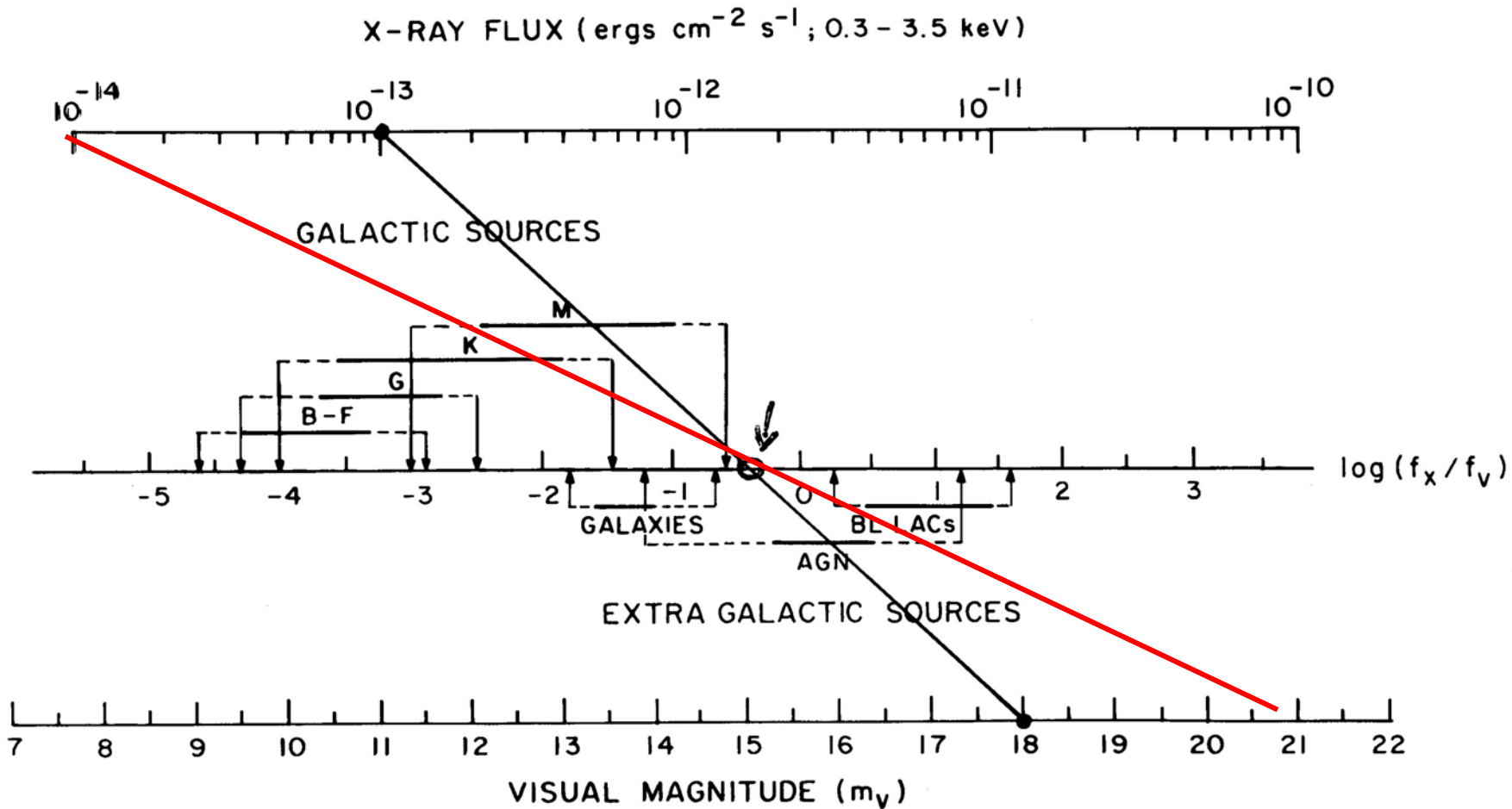
Molti oggetti ottici nel cerchio di errore

- Rapporti flusso X su Ottico per plausibili sorgenti X
- Colori ottici
- Proprietà multi lunghezze d'onda
- Considerazioni statistiche

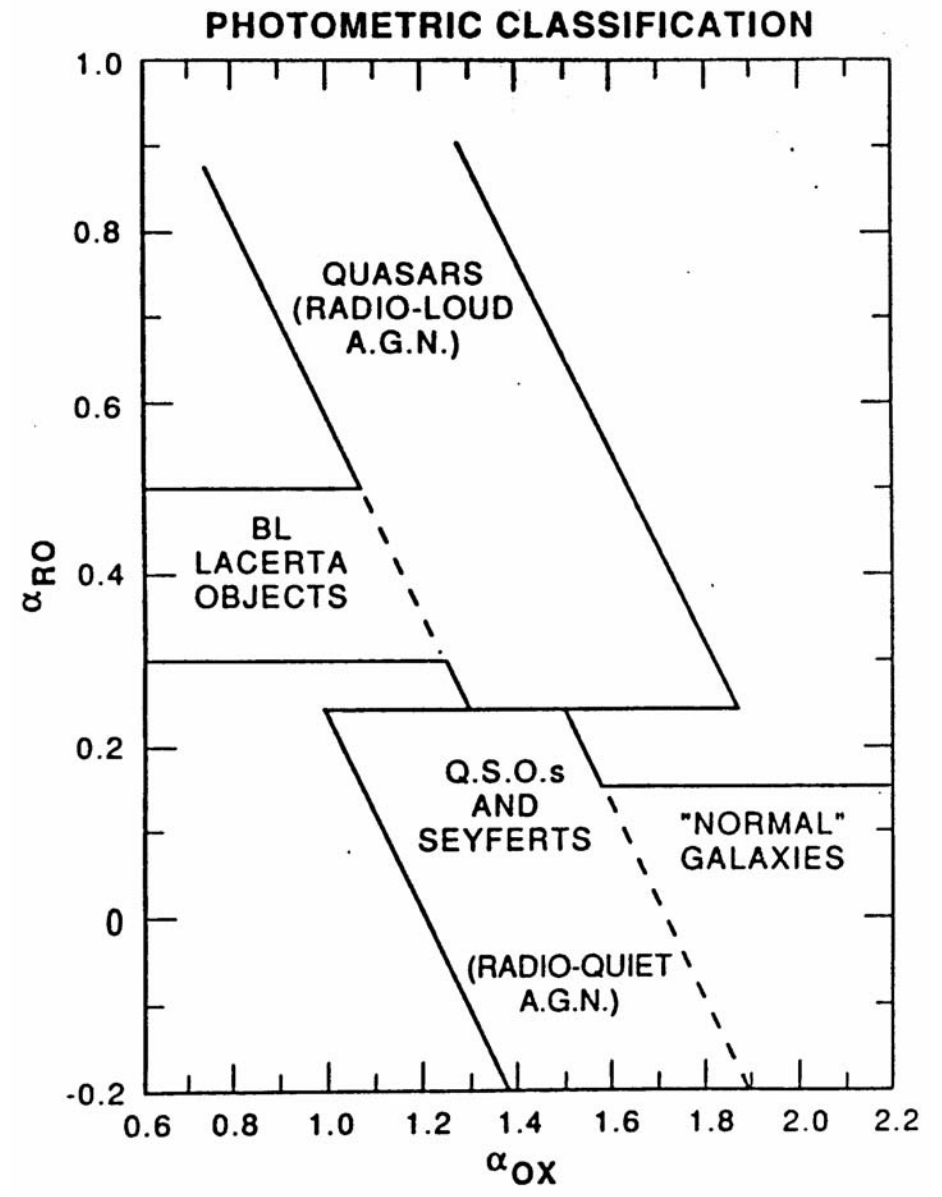
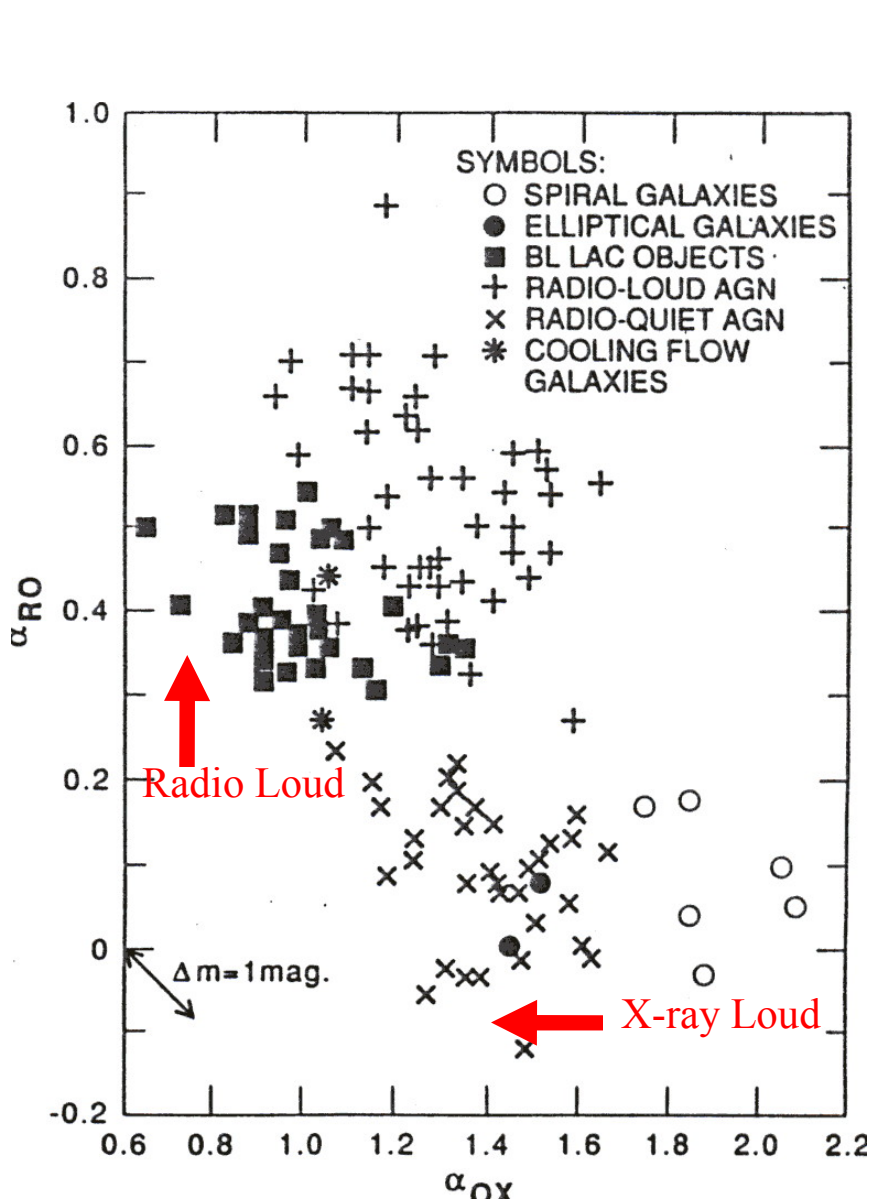
Coincidenze spurie in ogni cerchio di errore

Se $P \ll 1$ ID O.K. Ma **ATTENZIONE** agli "oggetti rari"

Rapporto del flusso X-ottico



$$\log (f_x / f_v) = \log f_x + \frac{m_v}{2.5} + 5.37$$



Classificazione preliminare prima della spettroscopia ottica
 Verifica classifica basata sugli spettri

Secondo passo: ID spettroscopica della controparte ottica. II.

Due metodi indipendenti di **classificazione ottica**

- Spettroscopia ottica di moderata risoluzione (7 \AA tra $3500\text{-}8000 \text{ \AA}$) immagine diretta CCD nella banda R.
- Rapporto delle luminosità osservate X, ottiche, radio

Procedure soddisfacenti per la grande maggioranza delle sorgenti. Spettroscopia ad alta risoluzione a lunghezze d'onda maggiori per i casi ambigui "borderline"

Terzo passo: uso scientifico del campione

- Proprietà di evoluzione cosmologica delle sorgenti selezionate

LogN-LogS

V/V_{\max} ; V_e/V_a

XLF a diversi z : $1/V_a$; Maximum likelihood

- Proprietà statistiche

f_x/f_o ; Hardness ratios

- Follow up degli oggetti interessanti

Come si rivela l'evoluzione (e quantificata) ?

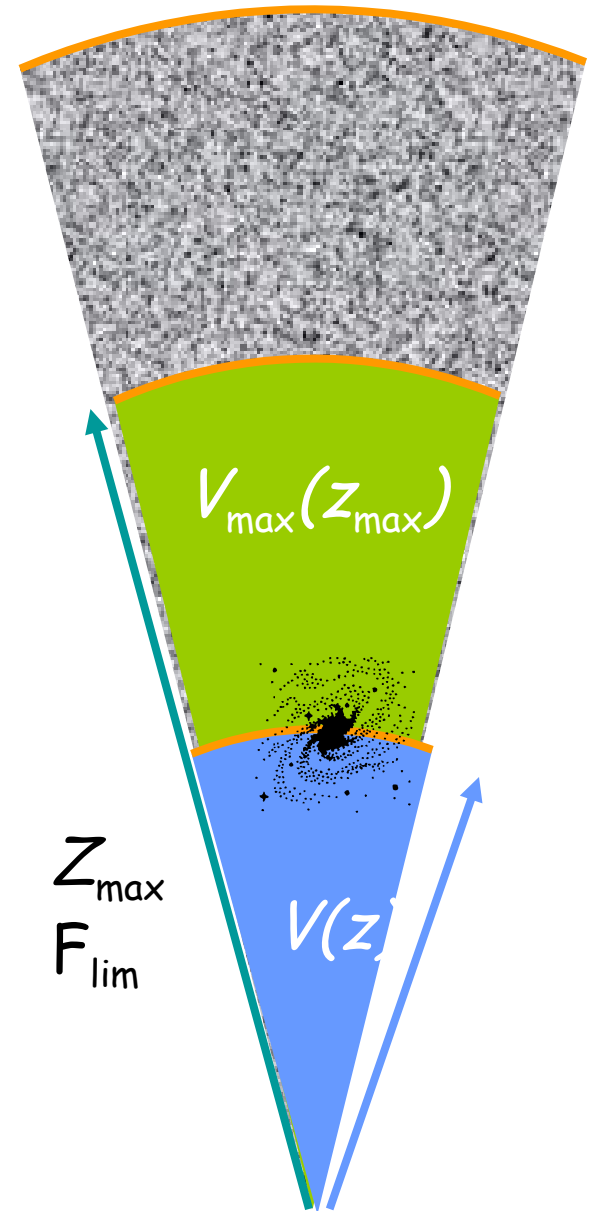
V/V_{\max} Test evolutivo

Per un oggetto di luminosità fissa L , in una survey limitata in flusso, c'è un volume massimo in cui l'oggetto avrebbe potuto essere visto $V_{\max}(z_{\max})$

$D_{L(z_{\max})}$ è la distanza a cui l'oggetto avrebbe potuto essere rivelato ad un flusso = F_{lim}

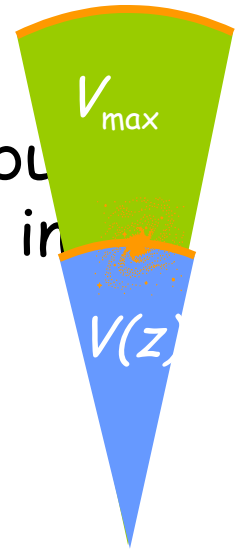
Paragoniamo $V_{\max}(z_{\max})$ al volume in cui l'oggetto è stato realmente visto: $V(z)$

Quindi V potrebbe essere tra 0 e V_{\max}



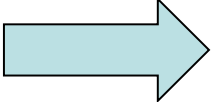
V/V_{\max} Test evolutivo

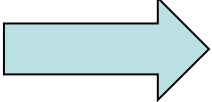
- Se il campione è completo e gli oggetti sono distribuiti uniformemente (i.e. non cambiano in densità numerica in volumi comoventi) Allora



n =oggetti nel campione e $V_i/V_{i\max}$ sono distribuiti uniformemente fra 0 e 1.

- Se il campione è completo e $\langle V/V_{\max} \rangle \neq 0.5$ Allora gli oggetti **NON** sono uniformemente distribuiti

$\langle V/V_{\max} \rangle > 0.5$  Evoluzione "Positiva"
(densità o luminosità o un misto)

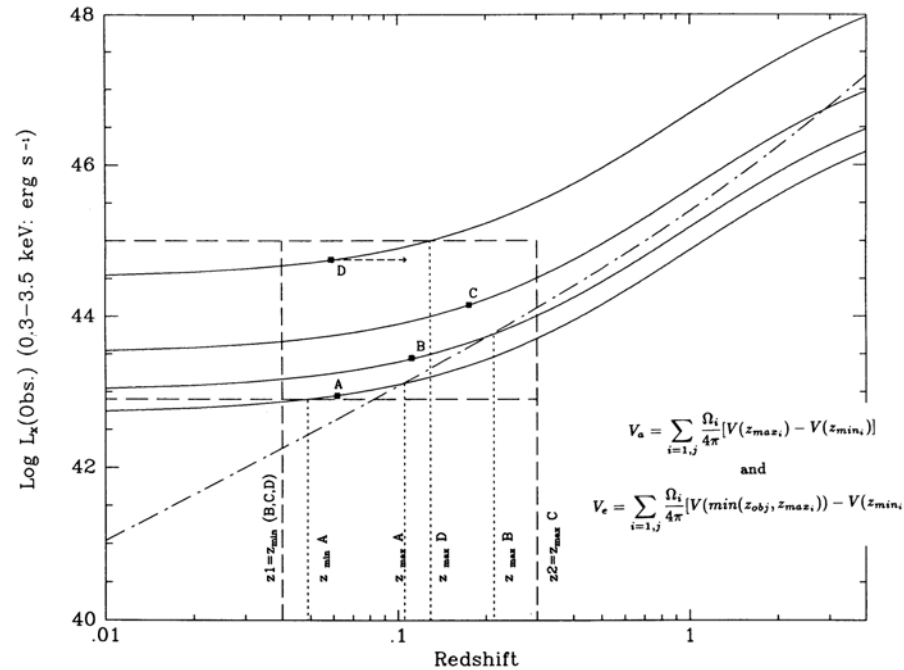
$\langle V/V_{\max} \rangle < 0.5$  Evoluzione "Negativa"

V/V_{\max} Test evolutivo

Rivelata l'evoluzione, si assume un modello tale che, all'interno del modello:

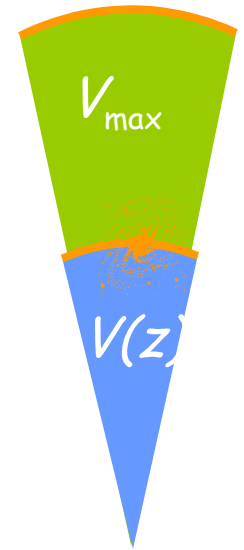
e $V_i^*/V_{i\max}^*$ sono distribuiti uniformemente tra 0 e 1.

e.g. Pura Luminosità
Modelli Evolutivi



V/V_{\max} Test su evoluzione e Completezza

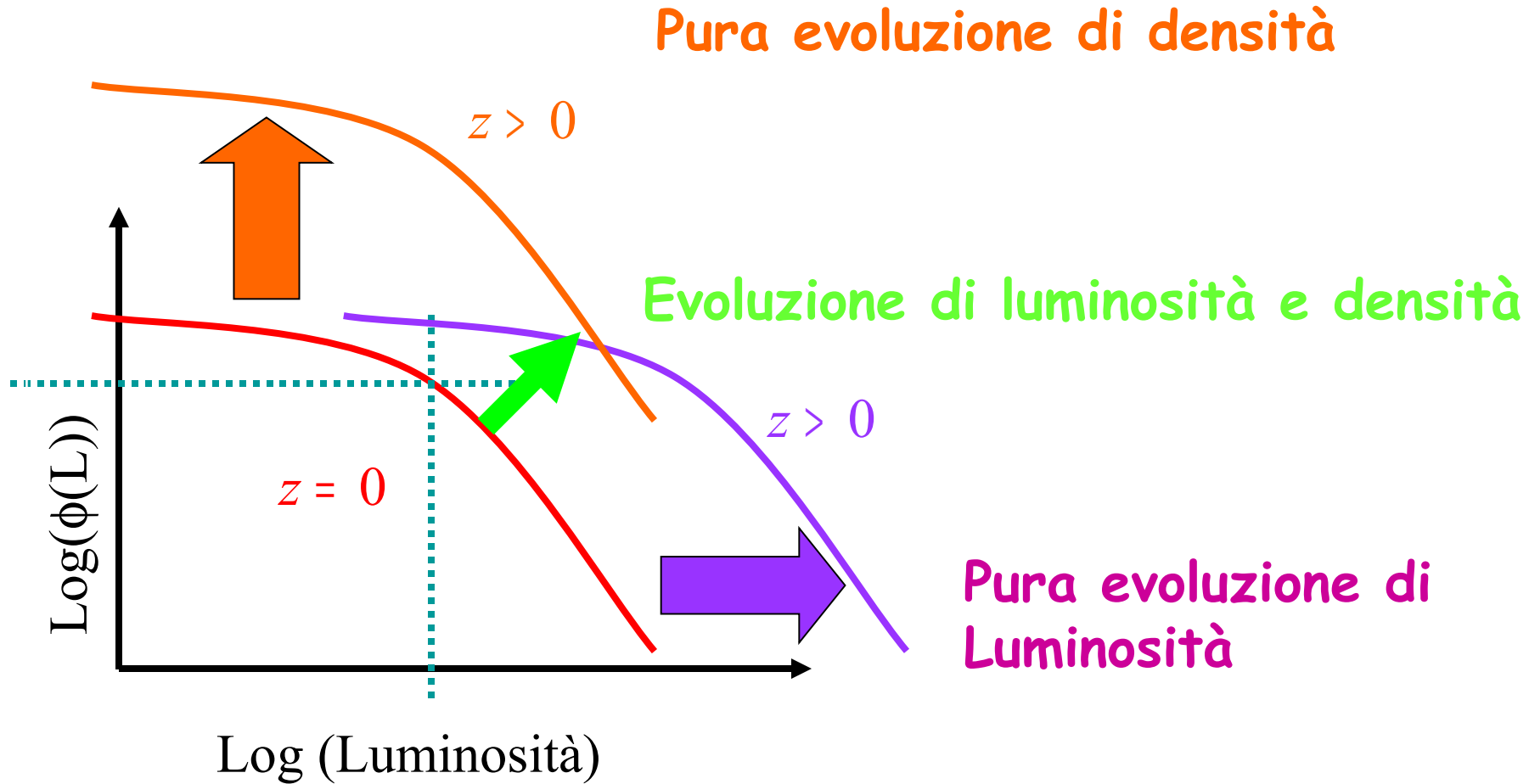
Spesso i campioni sono incompleti perchè si sono "persi" oggetti. Solitamente si perdono oggetti prossimi alla soglia per cui $V_{i\max} \cong V$ e $V_i/V_{i\max} \cong 1$. Quindi i valori di $V_i/V_{i\max}$ mancano e la media decresce.



Se gli oggetti sono uniformemente distribuiti **ma** il campione è incompleto

$$\langle V/V_{\max} \rangle < 0.5$$

Evoluzione Parametrica e Funzioni di Luminosità



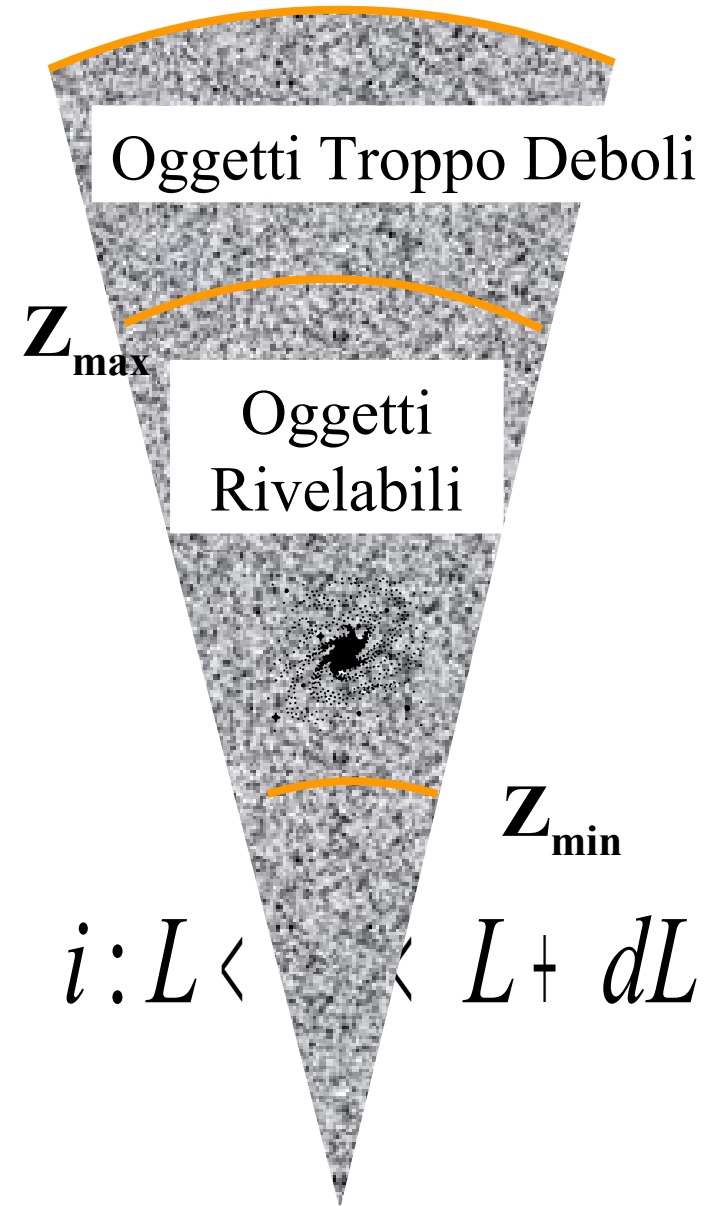
Funzioni di luminosità: Stima $1/V_A$

Dato un singolo oggetto, X ,
visibile entro il volume, V_A

$$n_X = \frac{1}{V_A} = \frac{1}{V(z_{\max}) - V(z_{\min})}$$

Per un numero di oggetti i :

$$\hat{\phi}_X(L) = \sum_i \frac{1}{V_{A,i}}$$



Maximum Likelihood

= Funzione di Luminosità tale che

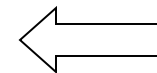
= numero di oggetti in

La verosimiglianza è il prodotto delle probabilità di osservare precisamente un oggetto in $dz dL$ a ciascun (z_i, L_i) per gli N oggetti nei dati e delle probabilità di osservare zero oggetti in ogni altro elemento differenziale nella regione accessibile del piano z - L .

Usando la probabilità di Poisson =

Probabilità di osservare x
eventi quando la media è μ

Ω_j = angolo solido; j copre tutti gli elementi differenziali in cui non si è trovato nessun oggetto



Sorgenti previste
nella survey