

# Werkzeuge der Astronomie/Astrophysik: Teleskope, Detektoren und Instrumente

9. November, 2006

---

Laura Baudis, [lbaudis@physik.rwth-aachen.de](mailto:lbaudis@physik.rwth-aachen.de)  
Physikalisches Institut Ib, RWTH Aachen

# Inhalt

---

- Grundlagen, Funktionsweise von Teleskopen
- Auflösungsvermögen, Abbildungsfehler, Seeing
- Optische Teleskope, Typen, Observatorien
- Detektoren
- Radioteleskope
- IR, UV und Röntgenteleskope
- Gammateleskope
- Neutrino-teleskope
  
- Literatur: Carroll, Ostlie, Kapitel 6; P. Schneider, Kapitel 1.3, Weigert, Wendker, Wisotzki, Kap 3; Unsöld, Baschek, Kapitel 5



# Grundlagen

---

- **Astronomie/Astrophysik:** Information wird primär durch elektromagnetische Strahlung erhalten. Weitere Informationen liefern Neutrinos und kosmische Strahlung (in der Zukunft auch Gravitationswellen).
- **Teleskope:** Ziel ist, möglichst grosses Signal/Fläche, daher gilt i.A. -> je grösser, desto besser! Im elektromagnetischen Bereich: Photonen werden gesammelt, und durch einen Detektor nachgewiesen. Verschiedene Teleskope/Detektoren bei den verschiedenen Photonenergien.  
ZB:
- **Gamma-Bereich:** energetische Photonen werden mit Teilchendetektoren (via  $e^+e^-$  Paarzeugung) nachgewiesen
- **Optisch, UV, IR-Bereich:** herkömmliche Teleskope, iA mit Halbleiterdetektoren oder Bolometer zum Nachweis der Photonen
- **Radiobereich:** das thermische Rauschen überwiegt, und iA wird die Stärke des E-Feldes gemessen (Antennen!), und nicht einzelne Photonen

# Optische Teleskope: Grundlagen

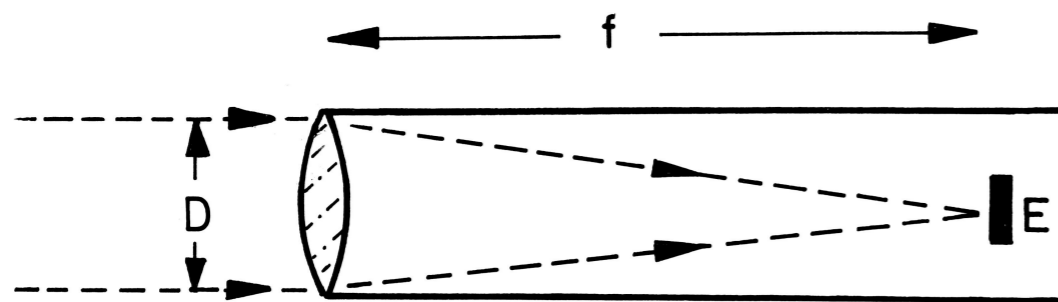
- Wichtig für die **Leistungsfähigkeit** sind:

der Durchmesser  $D$  der Teleskopöffnung (**Apertur**), der eingehende **Photonenstrom ist  $\sim D^2$**

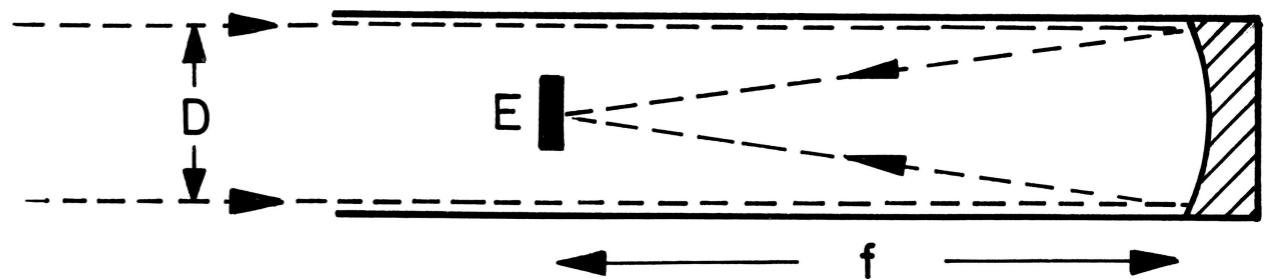
das **Auflösungsvermögen**: Erkennen von Strukturen in weit entfernten Objekten, die unter einem sehr kleinen Winkel erscheinen

der **Detektor**: starken Einfluss auf die Datenqualität

- **2 Basistypen**: Linsenteleskope (Refraktoren, Galileo) und Spiegelteleskope (Reflektoren, Newton)



Refraktor:  
Sammellinse mit Brennweite  $f (>0)$

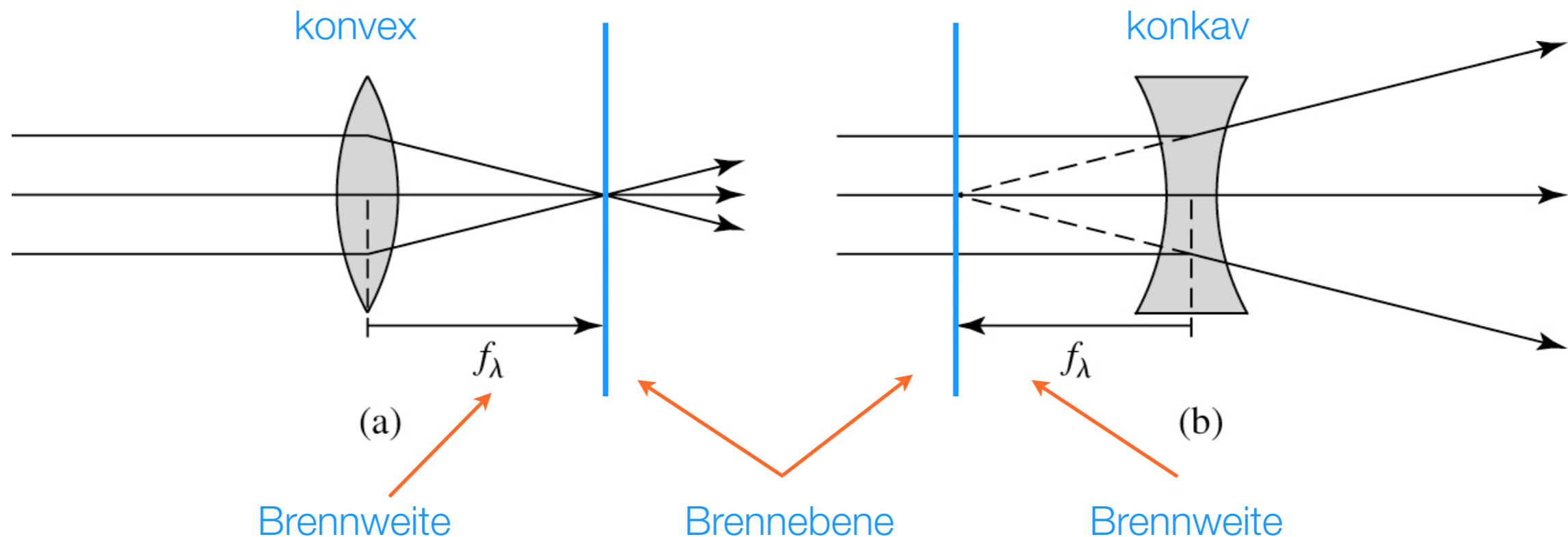


Reflektor:  
Hohlspiegel mit Brennweite  $f (<0)$

viele Prinzipien der geometrischen Optik gelten für beide Typen

# Optische Teleskope: Grundlagen

- Symmetrieachse der Linse: **optische Achse**
- Parallel zur optischen Achse einfallendes Licht: vereinigt im Brennpunkt (konvexe Linse), aus dem Brennpunkt kommend (konkave Linse); **Brennweite = Abstand zum Zentrum der Linse**
- Ausgedehntes Objekt: erzeugtes Bild ist ausgedehnt und in der Brennebene (Ort des Detektors)
- Astronomische Objekte: in grosser Entfernung, daher Licht immer parallel (Bild immer in Brennebene) aber nicht immer parallel zur optischen Achse => **Abbildungsfehler**

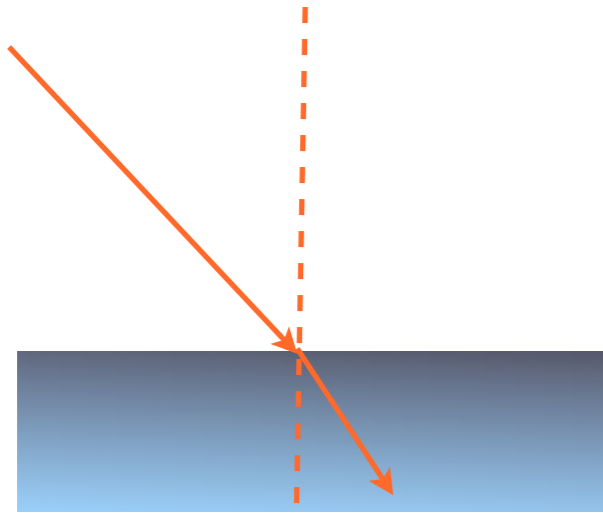


# Linsen: Grundlagen

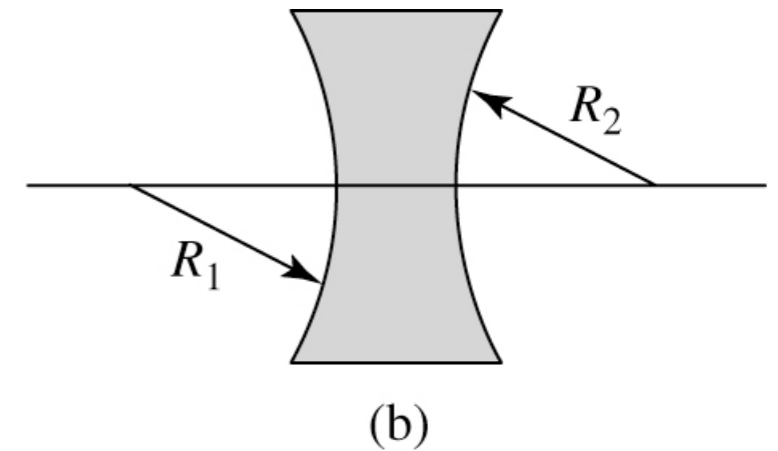
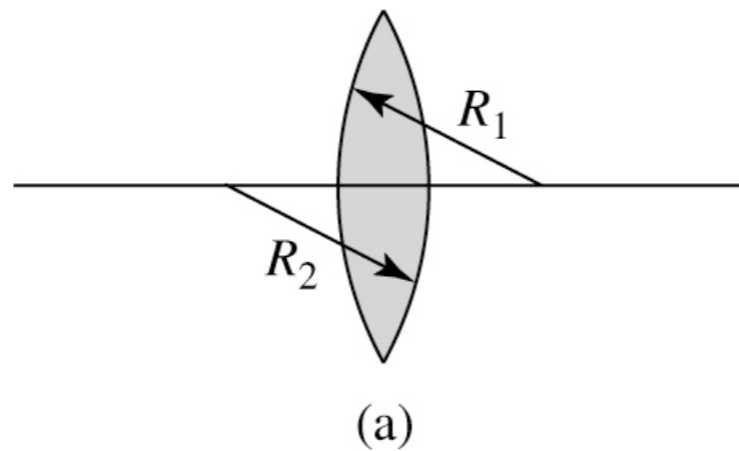
- **Brennweite der Linse:** aus Geometrie + Brechungsindex => Linsengleichung

$$\frac{1}{f_\lambda} = (n_\lambda - 1) \left( \frac{1}{R_1} + \frac{1}{R_2} \right)$$

- $n$  ist abhängig von der Wellenlänge (chromatische Aberration)!

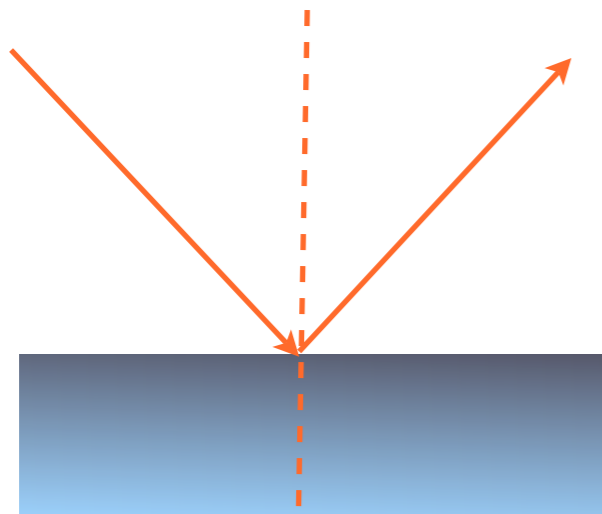


$$n_{1\lambda} \sin \theta_1 = n_{2\lambda} \sin \theta_2$$

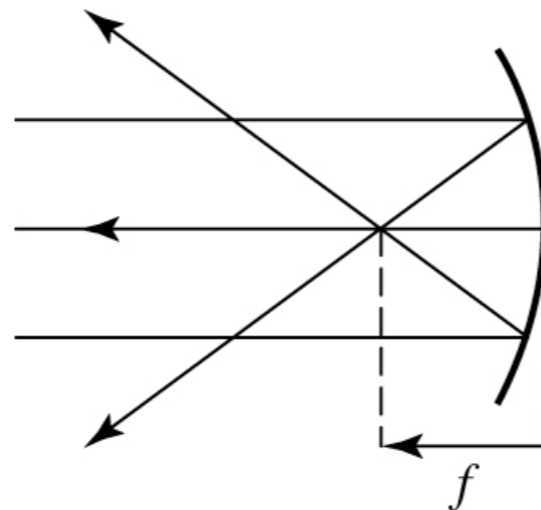


# Spiegel: Grundlagen

- Für Kugelspiegel:  $f = \frac{R}{2}$
- $f > 0$ : konvergent;  $f < 0$  divergent
- Die Brennweite ist unabhängig von der Wellenlänge => keine chromatische Aberration
- Hauptspiegel optischer Teleskope: **konvergent** (andere Komponenten des optischen Systems können divergent, oder flach sein)

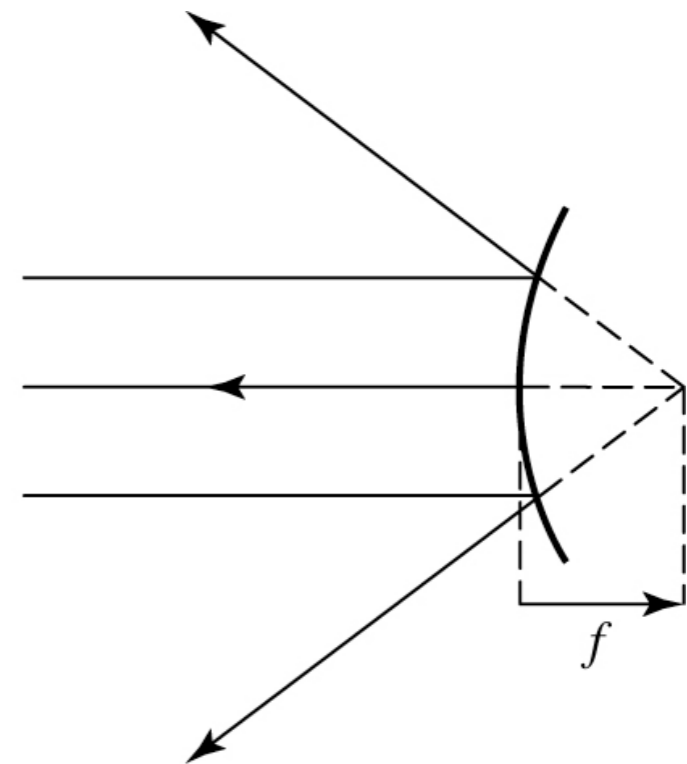


$$\sin \theta_1 = \sin \theta_2$$



(a)

konvergent

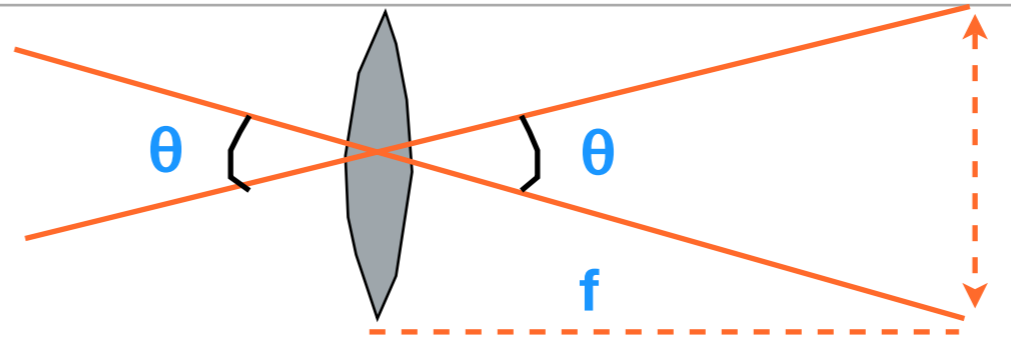


(b)

divergent

# Abbildungsmaßstab

- Grösse der erzeugten Abbildung:



- Sei Objekt im Unendlichen, Winkelausdehnung ist  $\theta \Rightarrow$  die **lineare** Ausdehnung des Bildes ist:

$$l = f \tan \theta$$

- falls  $\theta$  klein  $\Rightarrow \tan \theta \approx \theta$  ( $\theta$  in rad)  $\Rightarrow$  **differenzielle Beziehung für Abbildungsmaßstab:**

$$l = f \theta$$

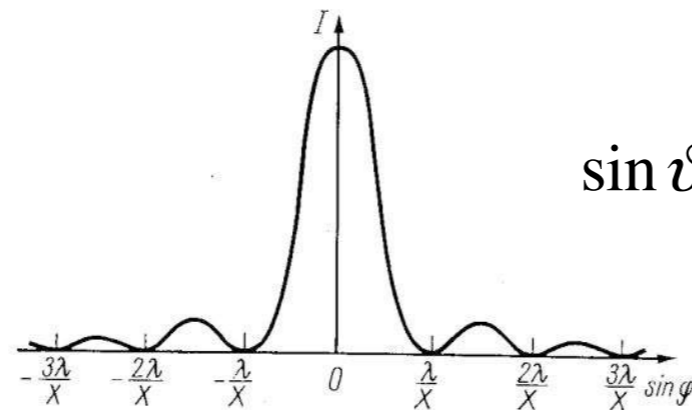
$$\frac{d\theta}{dl} = \frac{1}{f}$$

zB: Sonne, mit  $\theta \approx 0.5^\circ$  ergibt ein Bild von  $l \approx 0.9$  cm bei  $f = 1$  m  
Moderne Teleskope:  $f \geq 10$  m!

- $\Rightarrow$  Bild wird mit wachsendem  $f$  grösser; jedoch um 2 Objekte mit kleinem  $\theta$  getrennt zu sehen, müssen diese aufgelöst werden  $\rightarrow$  fundamentales Limit aufgrund der **Beugung** von Licht!

# Auflösungsvermögen

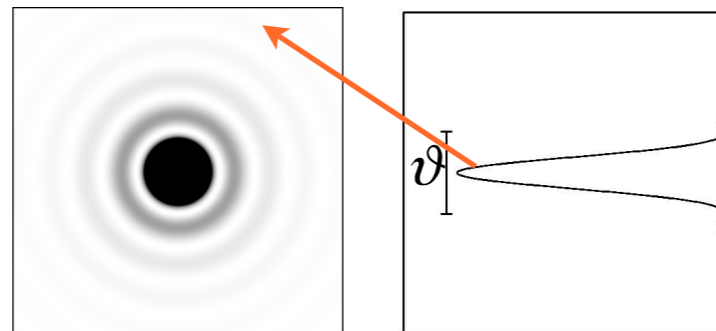
- **Wellennatur des Lichtes** ist wichtig (bisher geometrische Optik)! Teleskopöffnung = kreisförmige Lochblende
- Analogie -> Beugung am Einzelspalt: Gangunterschied  $\Delta l \Rightarrow$  nicht phasengleiche Überlagerung sondern **konstruktive Interferenz** bei  $\Delta l = n \cdot \lambda$ ,  $n=0,1,2,\dots$  und **destruktive Interferenz** bei  $\Delta l = (n+1/2) \cdot \lambda$ ,  $n=0,1,2,\dots$



$$\sin \vartheta = m \frac{\lambda}{D}, \quad m = 1, 2, 3, \dots$$

- **Beugung an Kreisapertur:** qualitativ gleich, Analyse etwas aufwendiger
- **Minima** bei:  $\sin \vartheta = m \frac{\lambda}{D}$ ,  $m = 1.220, 2.233, 3.238, \dots$  **m keine ganzen Zahlen!**
- Der vom 1. Minimum eingeschlossene Bereich: **Airy-Scheibchen** und hat den Winkeldurchmesser (in Bogenmass):

$$\vartheta = 1.22 \frac{\lambda}{D}$$



nach Sir George Airy (1801=1895);  
er löste das Problem als Erster, 1835

# Rayleigh-Kriterium

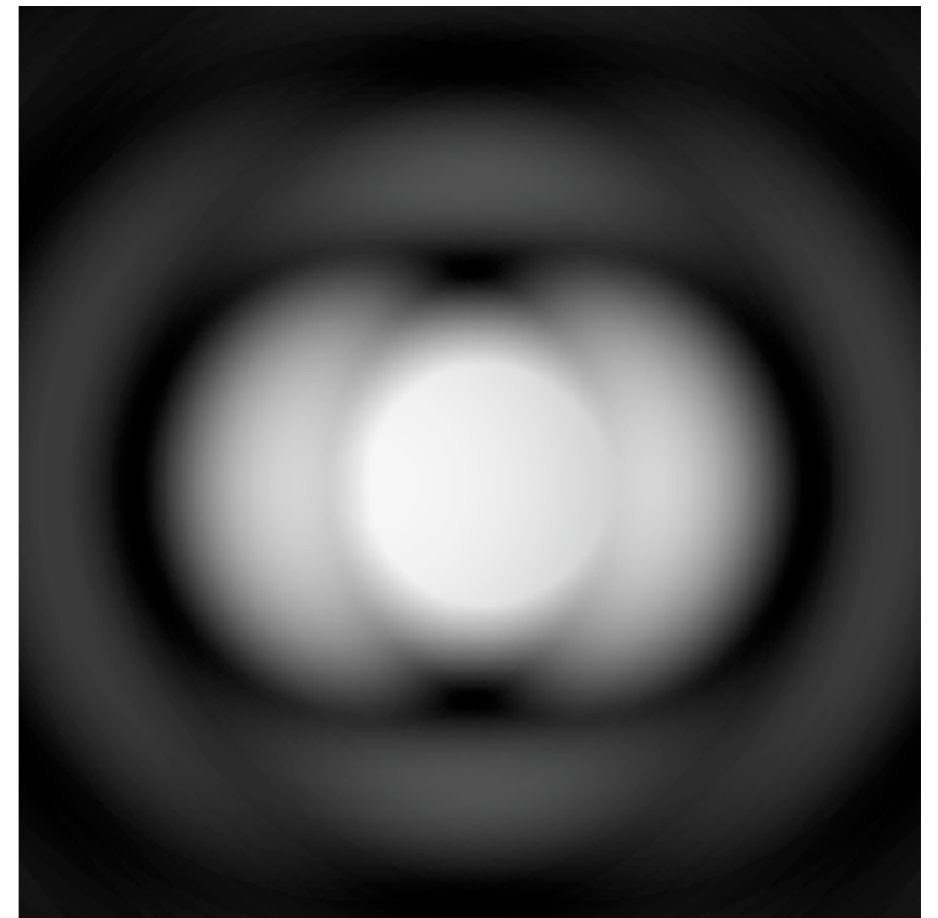
---

- Wenn sich Beugungsbilder zwei eng benachbarter Objekte überlagern, können sie nicht mehr aufgelöst werden
- Regel: unaufgelöst, wenn Maximum eines Beugungsbildes innerhalb des 1. Minimums des anderen liegt
- Auflösungsvermögen eines Teleskops = **Rayleigh-Kriterium**

$$\vartheta_{\min} = 1.22 \frac{\lambda}{D}$$

=> die Auflösung wird besser mit **größerer Teleskopöffnung D**  
**und kleinerer Wellenlänge  $\lambda$**

**Beispiel:**  $D = 10 \text{ m}$ ,  $\lambda = 600 \text{ nm}$   
=>  $\vartheta = 7.3 \times 10^{-8} \text{ rad} = 0.015''$



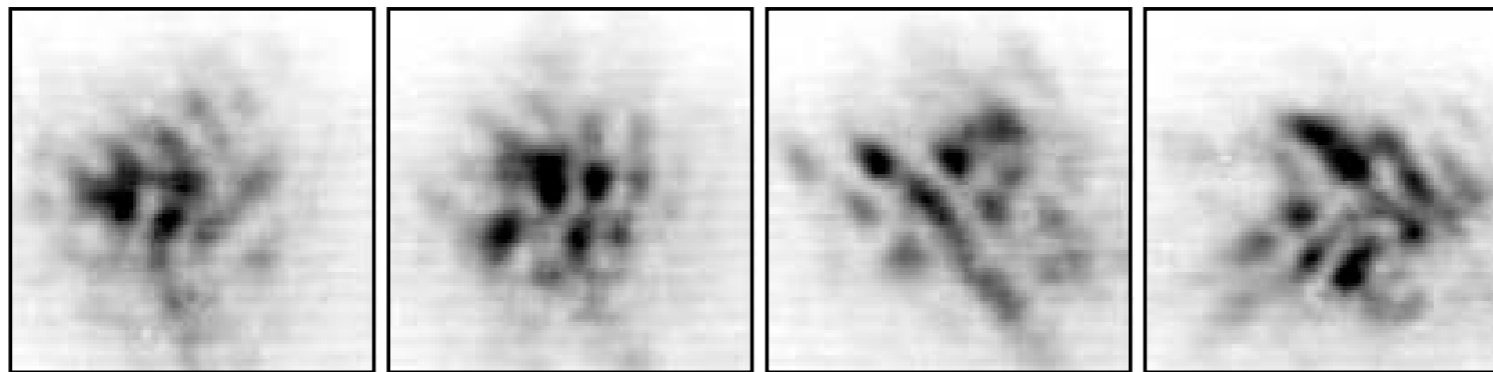
jedoch Bildverschmierung durch Luftunruhe (“seeing”) um **Faktor >10 höher**



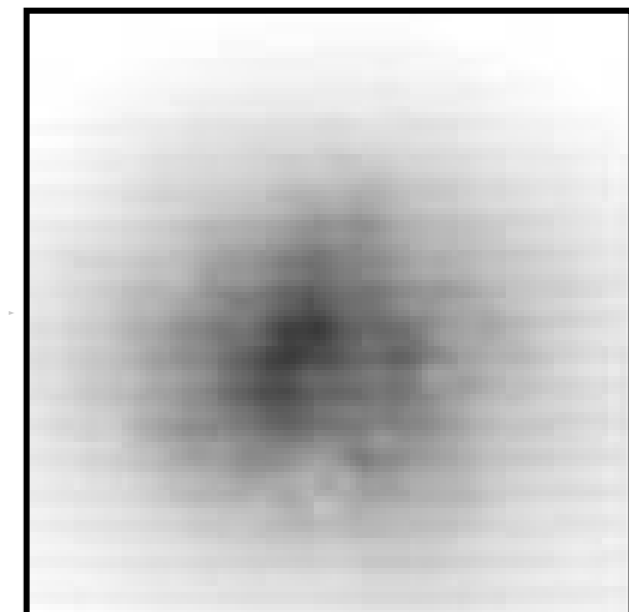
# Seeing

---

- Auflösungsvermögen am Boden lässt sich nicht beliebig steigern: atmosphärische Turbulenz verursacht Beugung in zufällige Richtungen => Punktquelle wird verschmiert; "Blinken" der Sterne
- Teleskop mit  $D \geq 1$  m: mehrere beugungsbegrenzte Flecken ("speckles"), Änderungen innerhalb  $\sim 0.01$ s



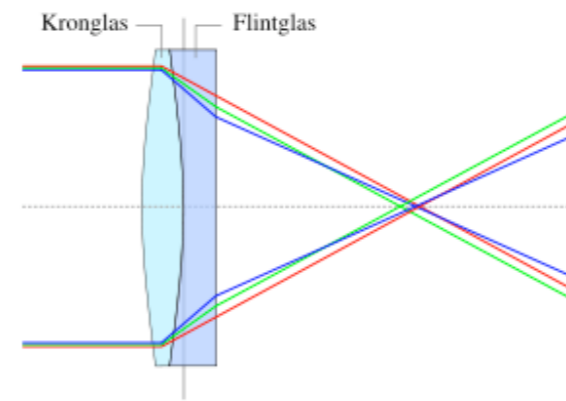
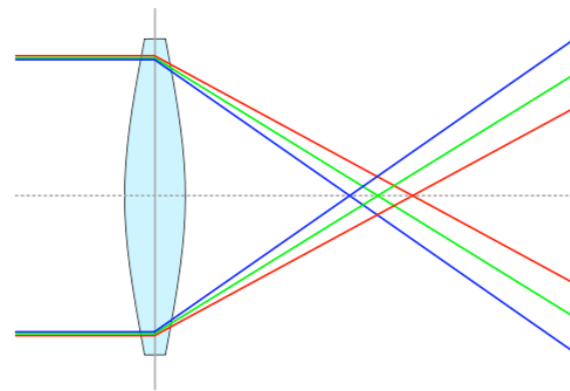
- zeitliche Mittelung => Verschmierung über Winkel
- **gute Beobachtungsbedingungen:** Mauna Kea Observatory
- $\vartheta = 0.25'' - 0.6''$ , Kitt Peak National Observatory, Arizona,
- Cerro Tololo Inter-American Observatory in Chile



# Abbildungsfehler (Aberrationen)

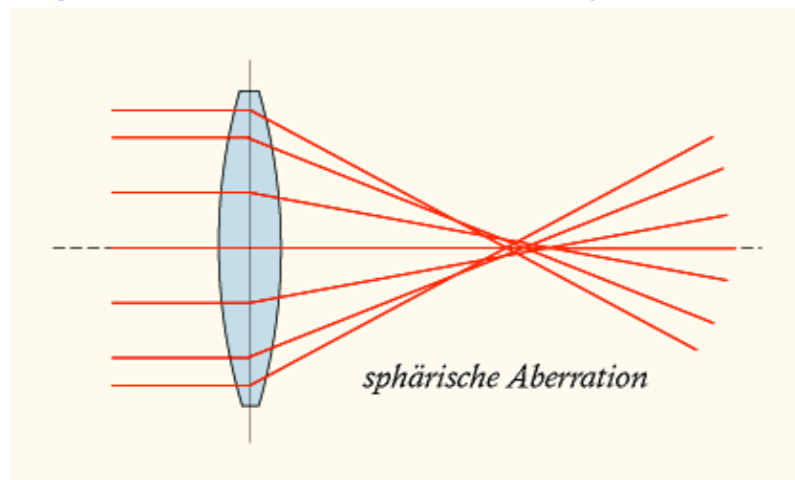
- Auch bei Vernachlässigung von Beugung liefern optische Systeme keine perfekt scharfen Bilder
- **Chromatische Aberration:** die Fokussierung durch Lichtbrechung ist  $\lambda$ -abhängig (nur bei Refraktoren)

blau stärker als rot



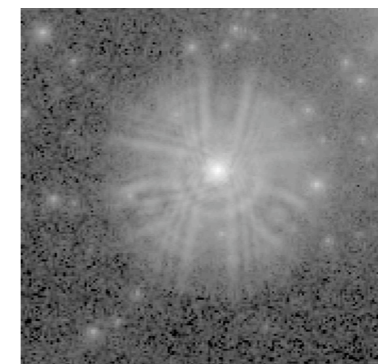
Korrektur

- **Geometrische Aberration** (Näherung bisher war wohldefinierte Brennebene, gilt nur bei kleinem Winkel und monochromatischer Strahlung)
- **Sphärische Aberration** ( Brennweite hängt vom Abstand zur optische Achse ab)

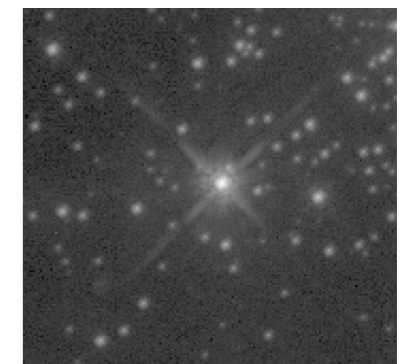


Linse mit Kreissegmentform  
auch bei Kugelspiegel

Beispiel:  
Hubble Primärspiegel



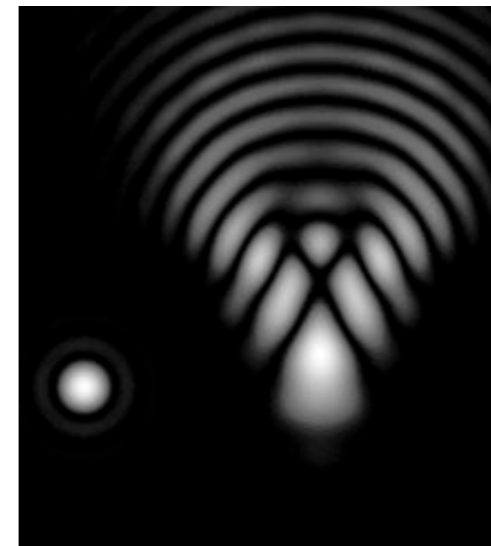
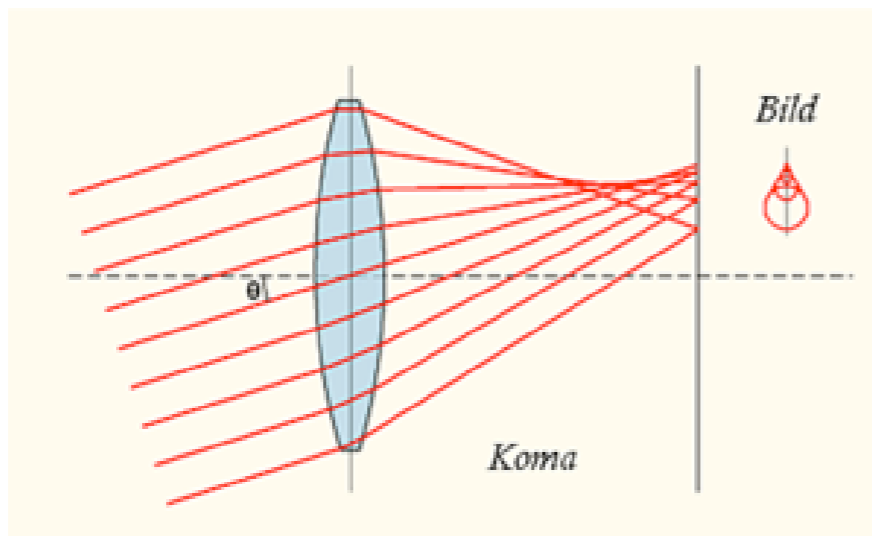
ohne Korrektur



mit Korrektur

# Abbildungsfehler (Aberrationen)

- **Koma-Aberration:** Lage des Brennpunktes hängt vom Einfallswinkel und von der Position relativ zur optische Achse ab (bei Parabolspiegel)



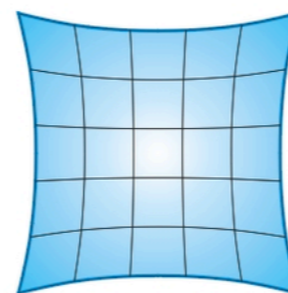
- **Weitere Aberrationen**

Astigmatismus (verschiedene Ebenen werden unterschiedlich gut fokussiert)

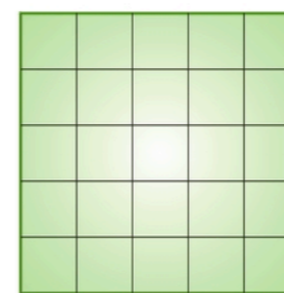
Bildfeldkrümmung

Verzeichnung (distortion)

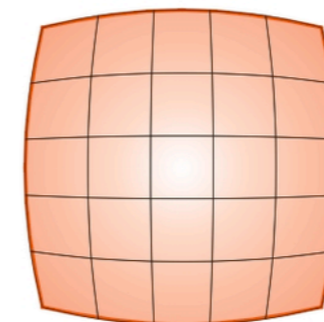
...



kissenförmige  
Verzeichnung



verzeichnungsfreie  
Abbildung

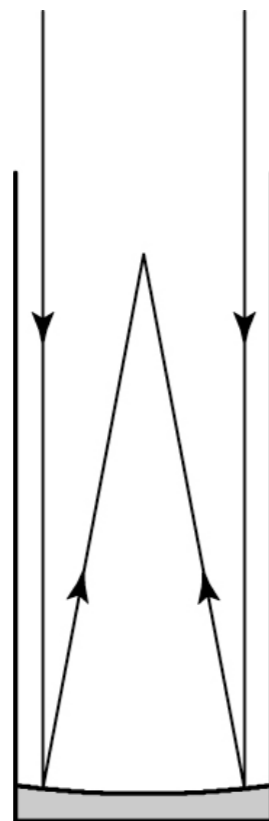


tonnenförmige  
Verzeichnung

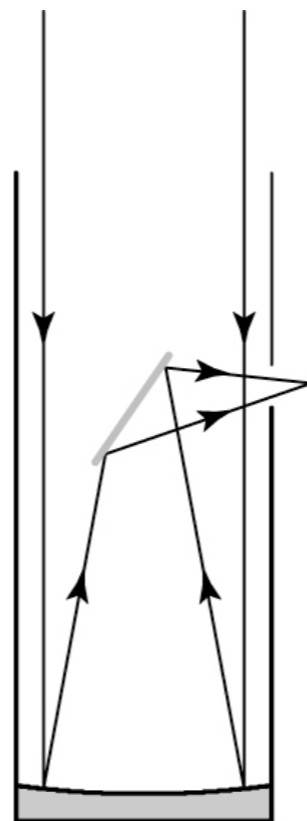
# Astronomische Teleskope

- Moderne Teleskope: hauptsächlich Reflektorsysteme mit Parabolspiegel (alle parallel einfallenden Lichtstrahlen werden im Brennpunkt fokussiert)
- keine chromatische Aberration; nur eine Oberfläche muss genau sein
- Hohlspiegel kann auf einer Seite abgestützt werden (grosse Linsen deformieren sich unter Eigengewicht)

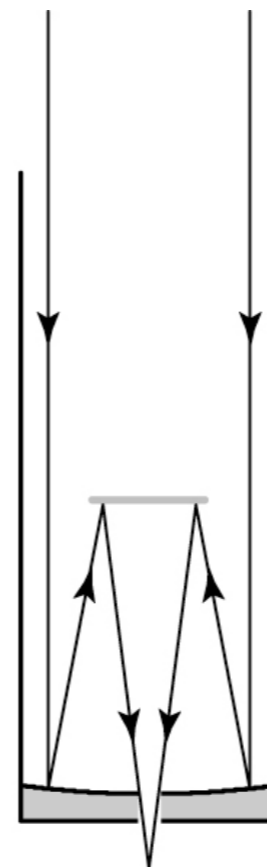
- Übersicht:



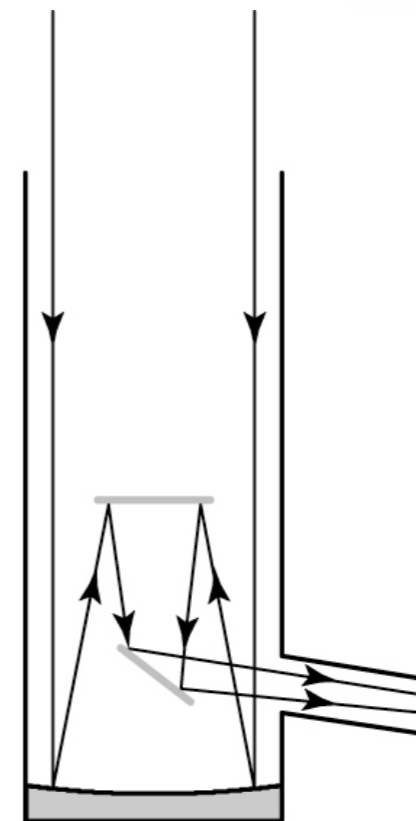
**Primärfokuss**



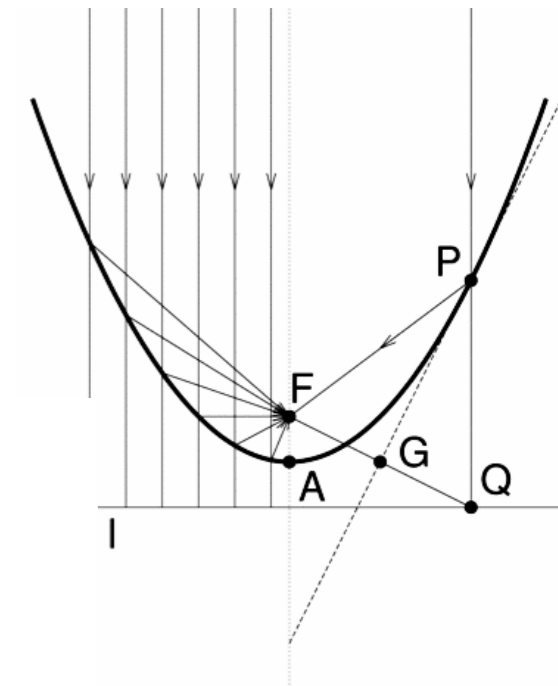
**Newton**



**Cassegrain**



**Coude**



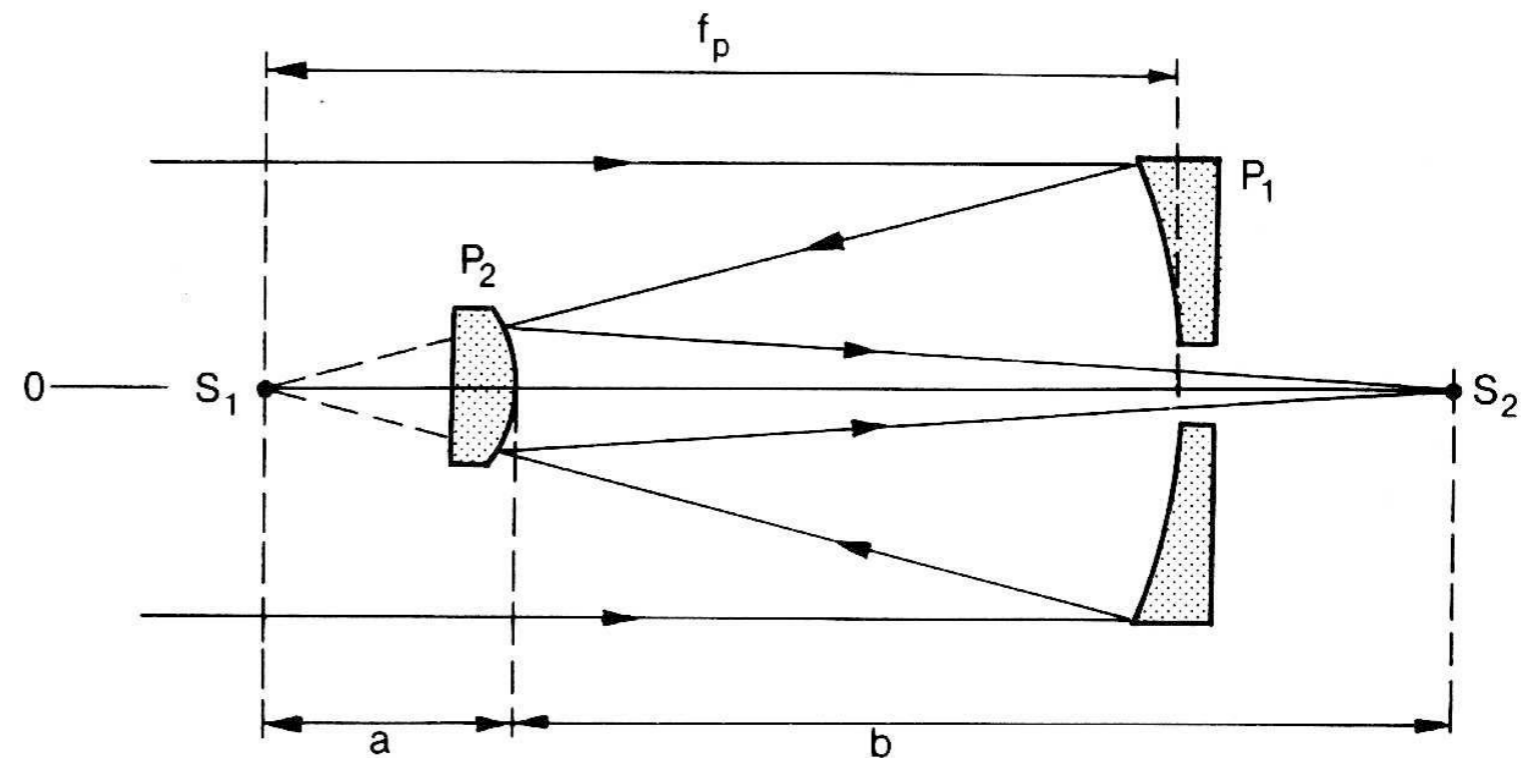
# Astronomische Teleskope

- Häufiger Typ: Cassegrain-System (parabolischer Hauptspiegel, hyperbolischer Sekundärspiegel)
- Effektive Brennweite gegeben durch
- Sekundärspiegel:

$$f = \frac{b}{a} f_p$$

- Falls:

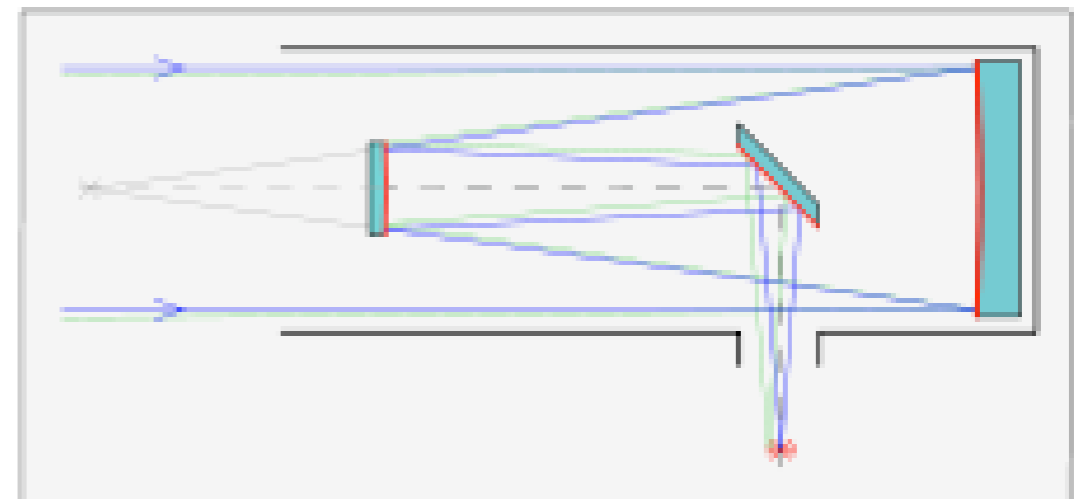
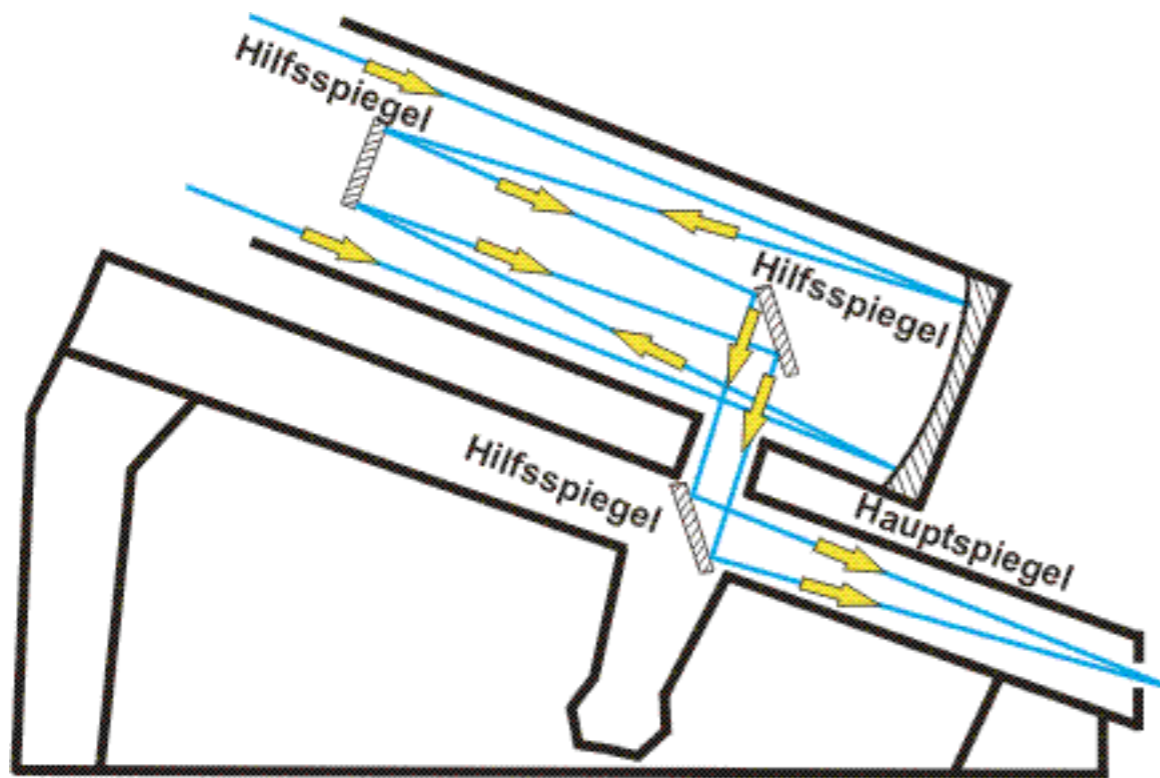
$$a \ll b \Rightarrow f \gg f_p$$



- **Vorteil:** lange effektive Brennweite bei kurzer Bauweise
- Ritchey-Chretien-System: Cassegrain mit hyperbolischem Hauptspiegel => Unterdrückung von Koma-Aberration, größeres Gesichtsfeld

# Astronomische Teleskope

- weiterer Typ: **Coude-System** (Nasmyth-System sehr ähnlich)
- durch mehrere Umlenkspiegel liegt Brennebene an fester Stelle, zB in getrenntem Raum
- **Anwendungen:** Spektroskopie, da sehr grosse Spektrographen am besten bei  $T=ct$  und stationär arbeiten
- **Nachteil:** Lichtverlust; bei System mit 5 Spiegel ist die Transmission  $\sim 30\%$

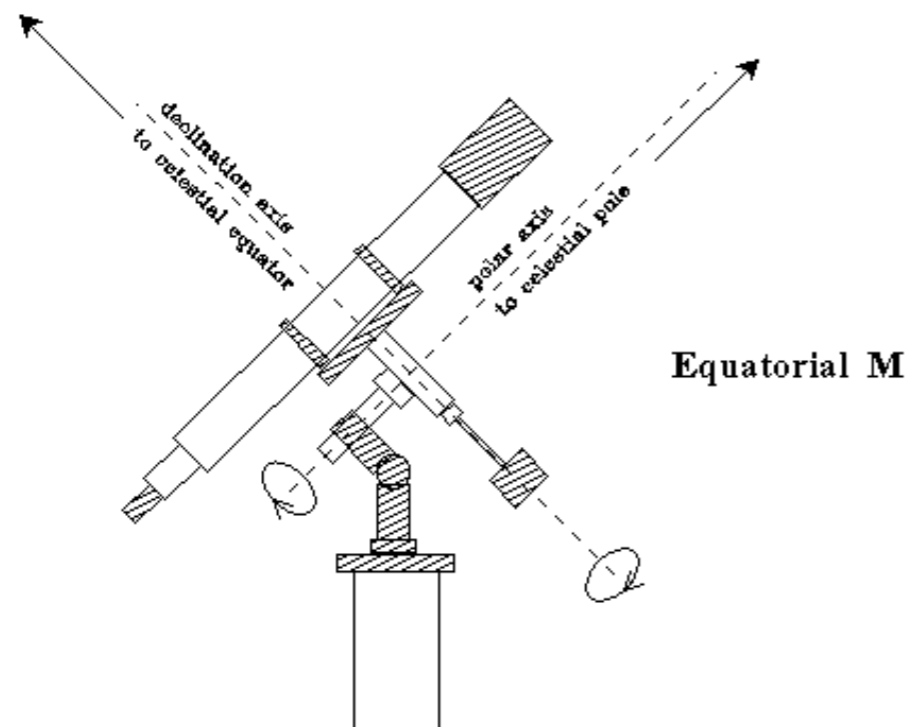


Nasmyth

# Montierungen

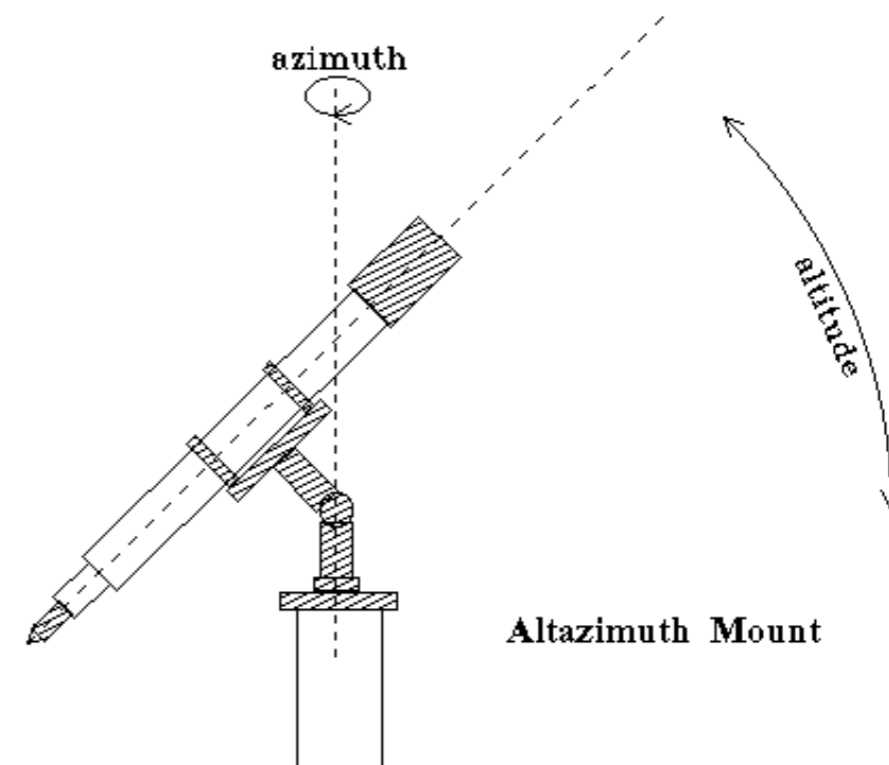
- Teleskope müssen aufgrund der Erdrotation nachgeführt werden.
- Es existieren 2 Typen von Montierungen:

## Äquatoriale Montierung



Polachse (Stundenachse) ausgerichtet auf Himmelspol  
Deklinationsachse  
Wenn Teleskop ausgerichtet ist: nur noch Drehung um Polachse  
Nachteil: schwere Montierung, starke Motoren

## Azimutale Montierung



Vertikale und Horizontale Achse  
Transformationsgleichungen müssen zu jedem Zeitpunkt berechnet werden (moderne Computer!)  
Vorteil: viel weniger Gewicht + Volumen

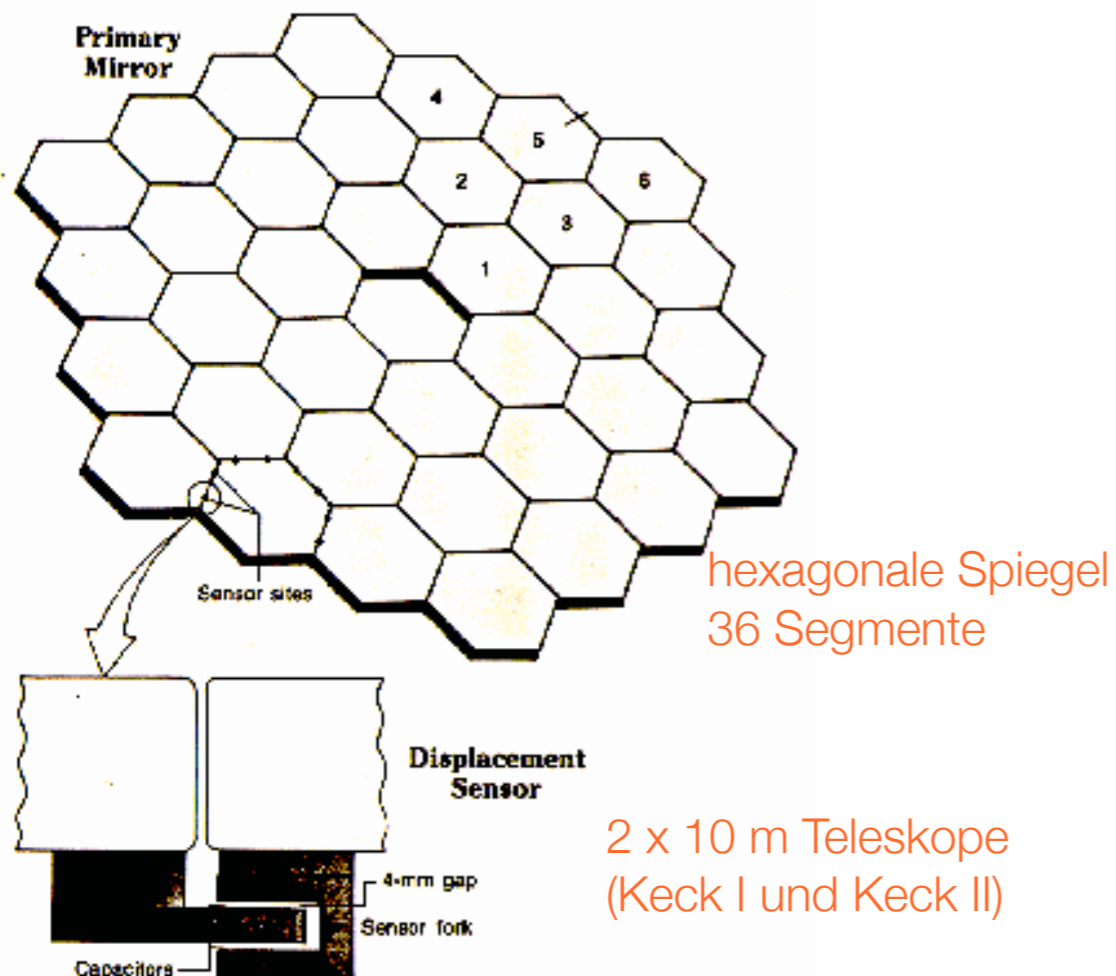
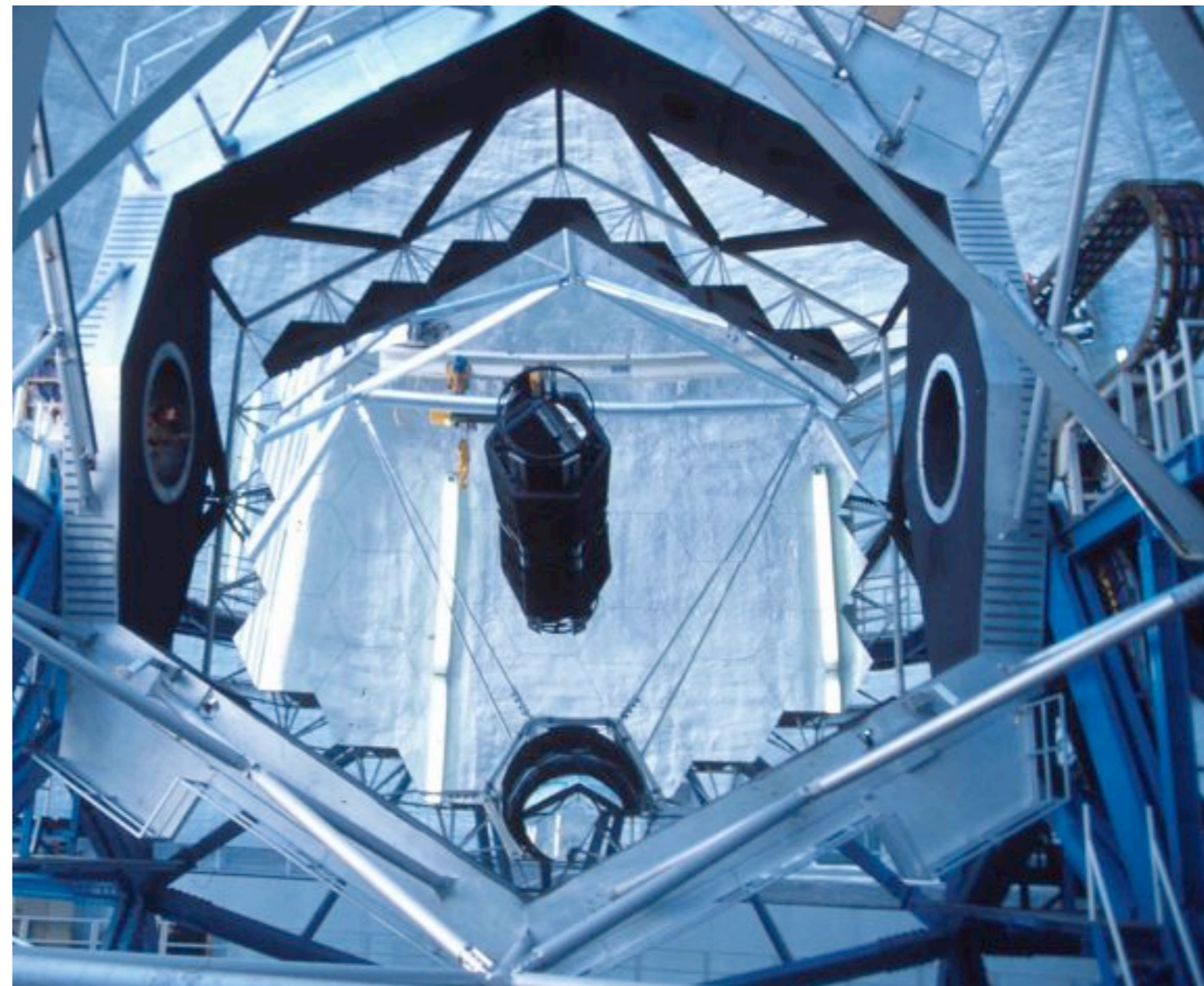
**Moderne Teleskope: Azimutale Montierung**



# Moderne Großteleskope



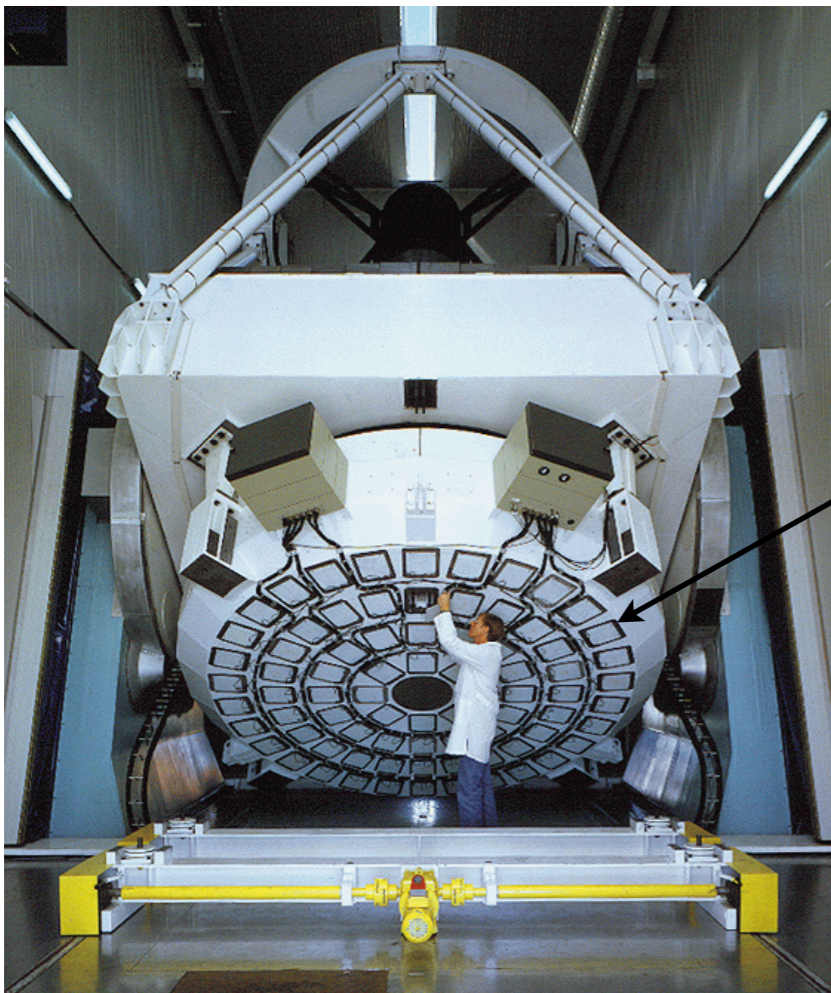
- Große (bis ~ 10 m) Spiegel durch Segmentierung
- Spiegelkomponenten rechnergesteuert, an vielen Auflagepunkten gestützt, ständig gegeneinander verschoben und korrekt ausgerichtet
- Steuerung: Laser-Interferometrie -> misst kleinste Verschiebungen bis auf Bruchteile einer  $\lambda$
- Beispiel: Keck Teleskop auf Mauna Kea (4200 m)





# Aktive Optik

- Leichte und dünne Spiegel verlieren an Stabilität und können sich beim Schwenken durch ihr eigenes Gewicht verbiegen => **Abbildungsfehler**
- Korrektur: Spiegel werden auf **Aktoren** (oder Aktuatoren) gelagert => Verformungen werden ständig gemessen und ausgeglichen
- Beispiel: New Technology Telescope (NTT), 3.58 m Richey-Chretien auf La Silla (2400 m, Chile, ESO)

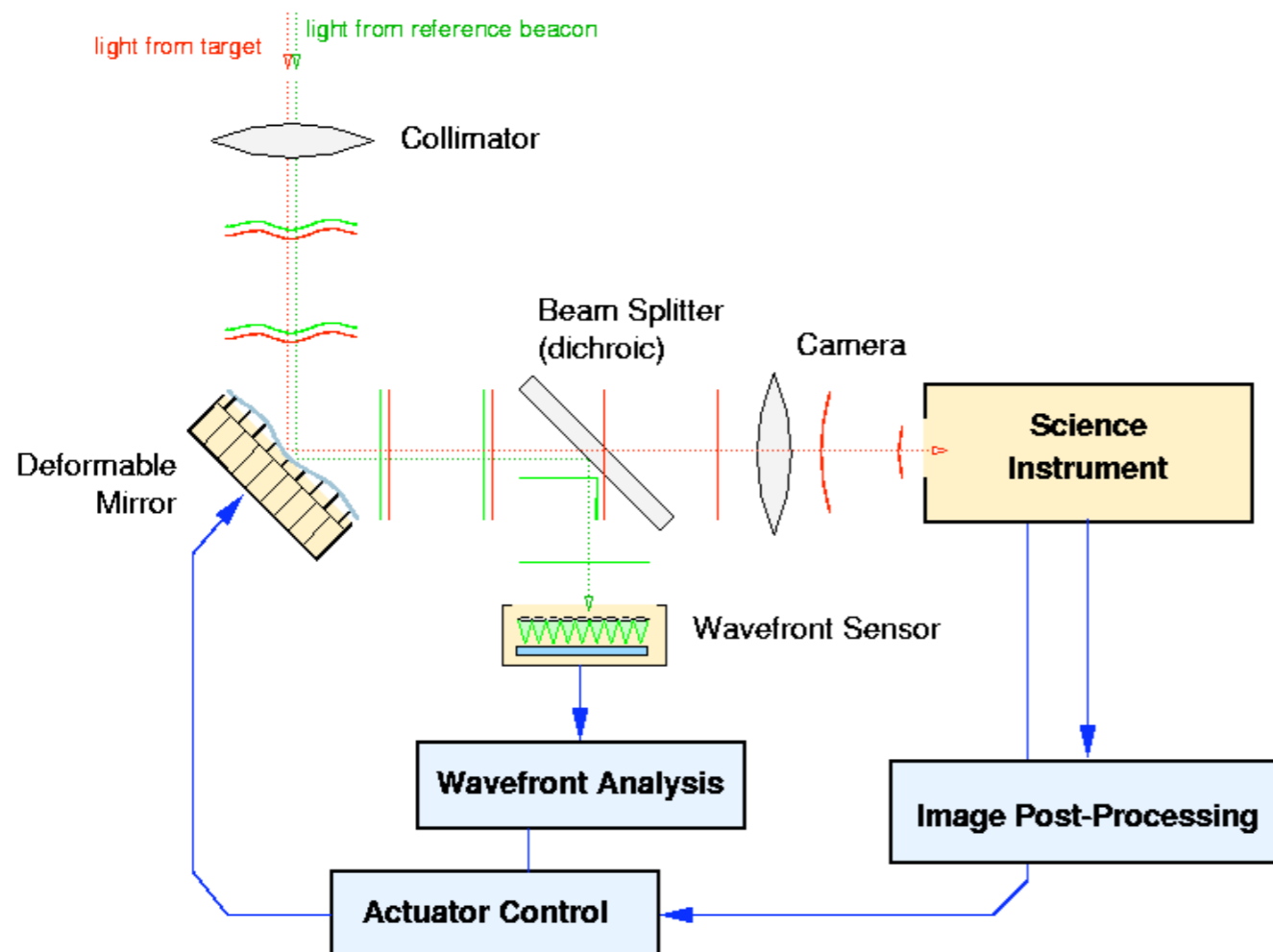
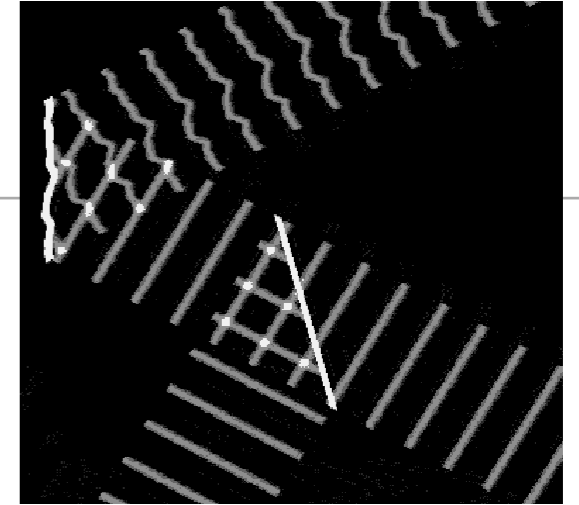


erstmalig aktive Optik  
Auflösung ~ 0.35''

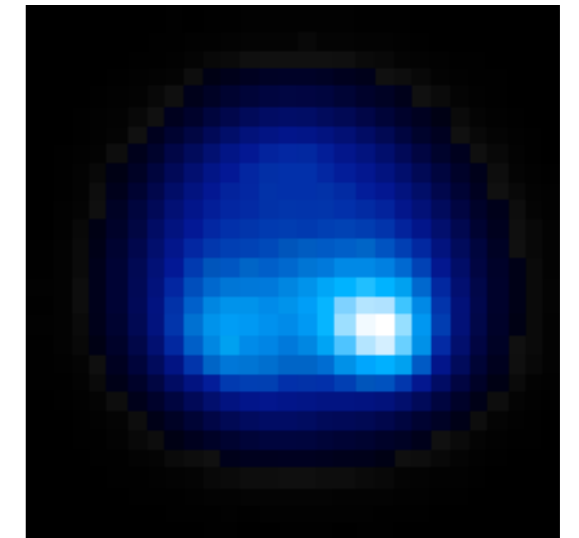


# Adaptive Optik

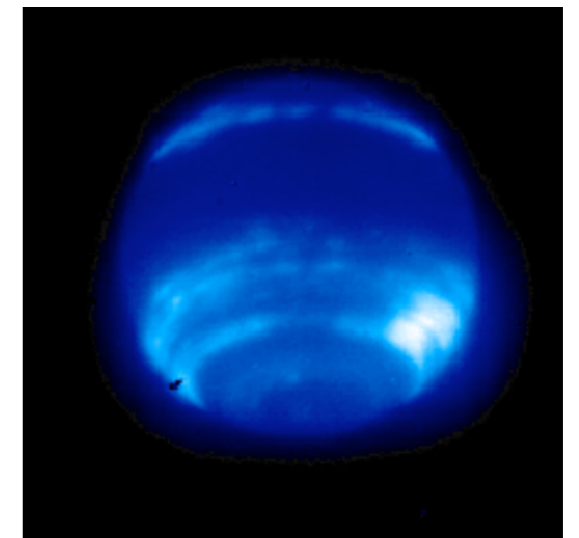
- Störungen der Wellenfront (nach Durchgang durch turbulente Atmosphäre) werden korrigiert
- zB: Beobachtung eines Sterns (Punktquelle) liefert Referenzsystem
- das Licht wird durch Wellfrontsensor analysiert; Befehle werden zu den Aktoren geschickt, die den deformierbaren Spiegel verändern => Auflösungen bis zu 0.03-0.06" (NIR)



Neptun ohne AO



Neptun mit AO





# Interferometrie

- Ziel: Steigerung der Winkelauflösung eines Teleskops über das Beugungslimit an Apertur -> durch Vergrößerung des effektiven Teleskopdurchmessers beim Zusammenschalten mehrerer Einzelteleskope
- **Interferometrie:** erfordert die Zusammenführung der Signale durch kohärente Überlagerung (Interferenz) => die Wellen interferieren nur dann, wenn sich die Wege um weniger als eine Kohärenzlänge unterscheiden (visuell  $\sim 3\mu\text{m}$ , IR  $\sim 12\mu\text{m}$ )
- Auflösungsvermögen: entspricht dem größten Abstand der beteiligten Teleskope
- Beispiel: VLTI (Paranal, Chile, ESO) -> 4 x 8.2 m Teleskope (+ 3 Auxiliarteleskope mit  $D = 1.8\text{ m}$ )
- Basislänge  $\approx 200\text{ m}$  => bei  $\lambda \approx 2\text{-}10\ \mu\text{m}$  =>  $\vartheta < 0.0001''$



The AT1 and the Domes of the 8.2-m Unit Telescopes

# Weltraumteleskope



- Keine Seeing-Probleme, keine Filter durch die Erdatmosphäre!
- **Hubble Teleskop** (seit April 1990, 1993 COSTAR - Korrektursystem), Ritchey-Chretien System,  $D = 2.4 \text{ m}$ , Masse = 11.6 t, etwa 8 Instrumente; viele Entdeckungen!
- **Spitzer Teleskop** (IR, seit August 2003)
- Zukunft: **James Webb Space Telescope** (JWST), im IR, Cassegrain-System mit  $D = 6.5 \text{ m}$  (18 Segmente, entfalten sich im All), soll 2013 mit Ariane 5 (ESA) starten.
- Ziel: Licht der ersten Sterne und Galaxien im Universum, Planetensysteme



# Detektoren für optische Teleskope

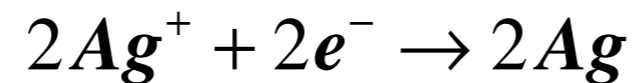
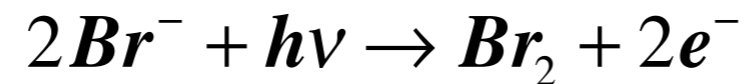
---

- Nachweis von Strahlung => durch Wechselwirkung mit Materie
- 2 prinzipielle Methoden:
- Nachweis einzelner Photonen: Quantendetektoren
  - benutzen in der Regel den photoelektrischen Effekt
  - wichtige Leistungsgrößen: Quantenausbeute, dynamischer Bereich
- Änderung eines makroskopischen Zustand des Detektors durch Strahlungseinwirkung (Temperatur, Induzierung eine B-Feldes, etc)

# Photoplatten

---

- historische Bedeutung, Standard bis in den ~ 70er Jahre
- Lichtempfindliche Schicht, zB Silber-Halogen-Verbindung
- Bestrahlung löst Elektronen des Halogens aus und reduziert Silber-Ionen zu neutralem Silber
- Typische Reaktionskette:



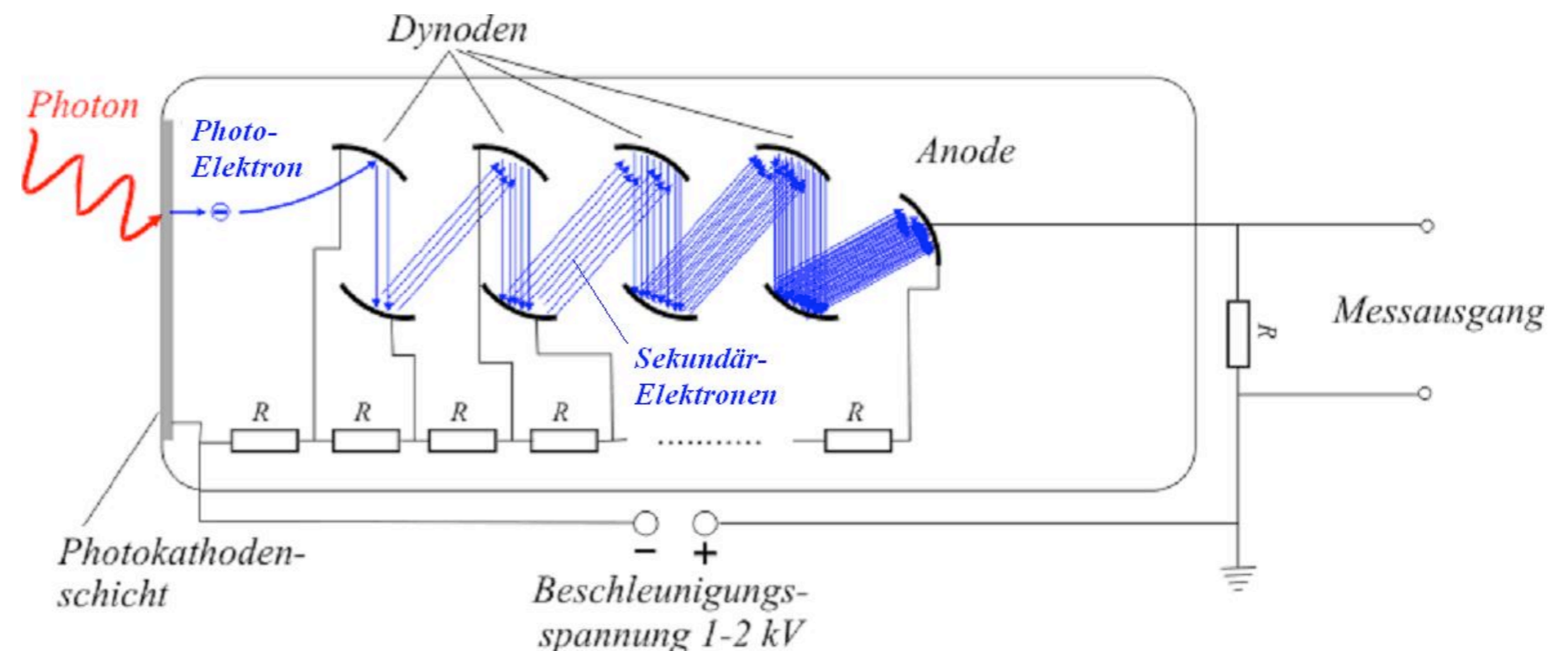
- Wird durch chemische Behandlung in “Negativbild” überführt
- **Vorteil:** sehr grosses Feld, typisch 5°x5°
- **Nachteil:** Quanteneffizienz: ~ 0.1% (etwa jedes 1000. einfallende Photon reagiert mit Emulsion)



# Photomultiplier



- Photokathode + Sekundärelektronen Vervielfacher
- Photonen setzen Elektronen aus der Kathode durch PE-Effekt frei; die Photoelektronen werden im E-Feld beschleunigt und treffen auf weitere Elektroden (Dynoden), wo sie weitere Sekundärelektronen rausschlagen => Kaskadeneffekt => werden an der Anode gesammelt
- Verstärkungsfaktor:  $\sim 10^6 - 10^7$

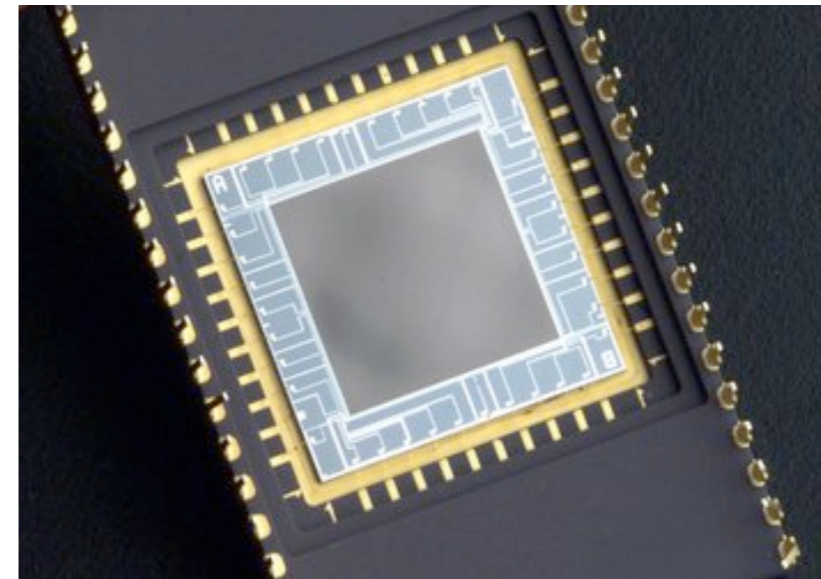


- keine "abbildende" Funktion, werden zusammen mit Teilchen- (oder Gamma-) Detektoren verwendet

# CCDs

---

- Heute werden hauptsächlich **Charge Coupled Devices (CCDs)** verwendet
- **Halbleiterdetektoren**: Oberfläche aus lichtempfindlichen Silizium-Dioden => rechteckiger Detektor, bestehend aus Pixeln
- Pixeldimension:  $15\mu\text{m}$ , ähnlich der Photoplatte

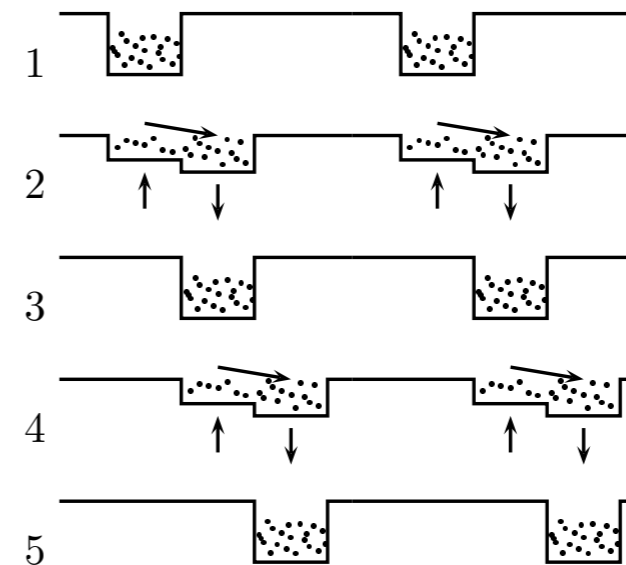
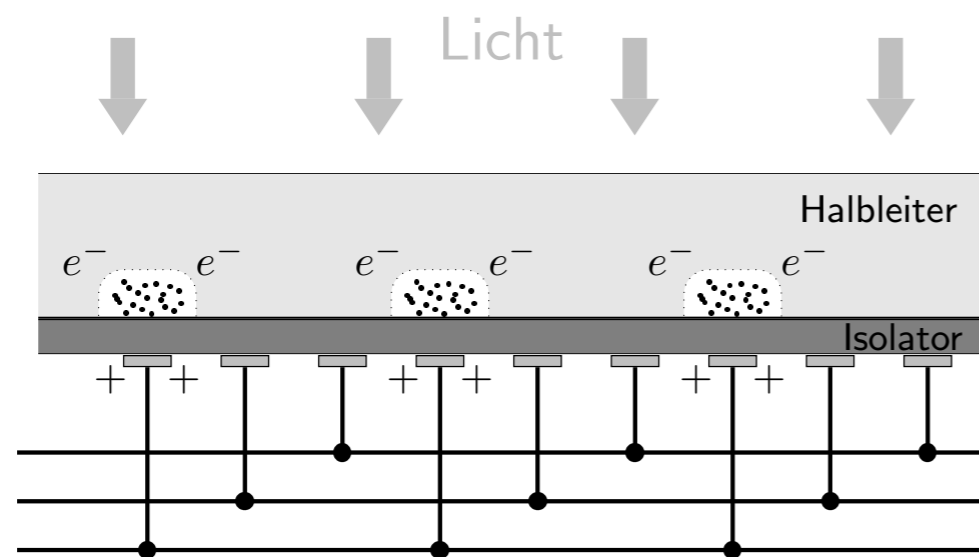


- **Vorteil:** sehr hohe Empfindlichkeit, Quanteneffizienz bei etwa 95%
- **Dynamischer Bereich**  $\sim 10^4:1$  => ideal für optischen/nahinfraroten Bereich
- **Nachteil:** Bildfeld eines Detektorelements deutlich kleiner als Photoplatte; Grenze: Züchtung großer, fehlerloser Si-Kristalle,; Einzel-CCD maximal  $\sim 4\text{k} \times 4\text{k} = 16 \times 10^6$  Pixel groß



# CCDs

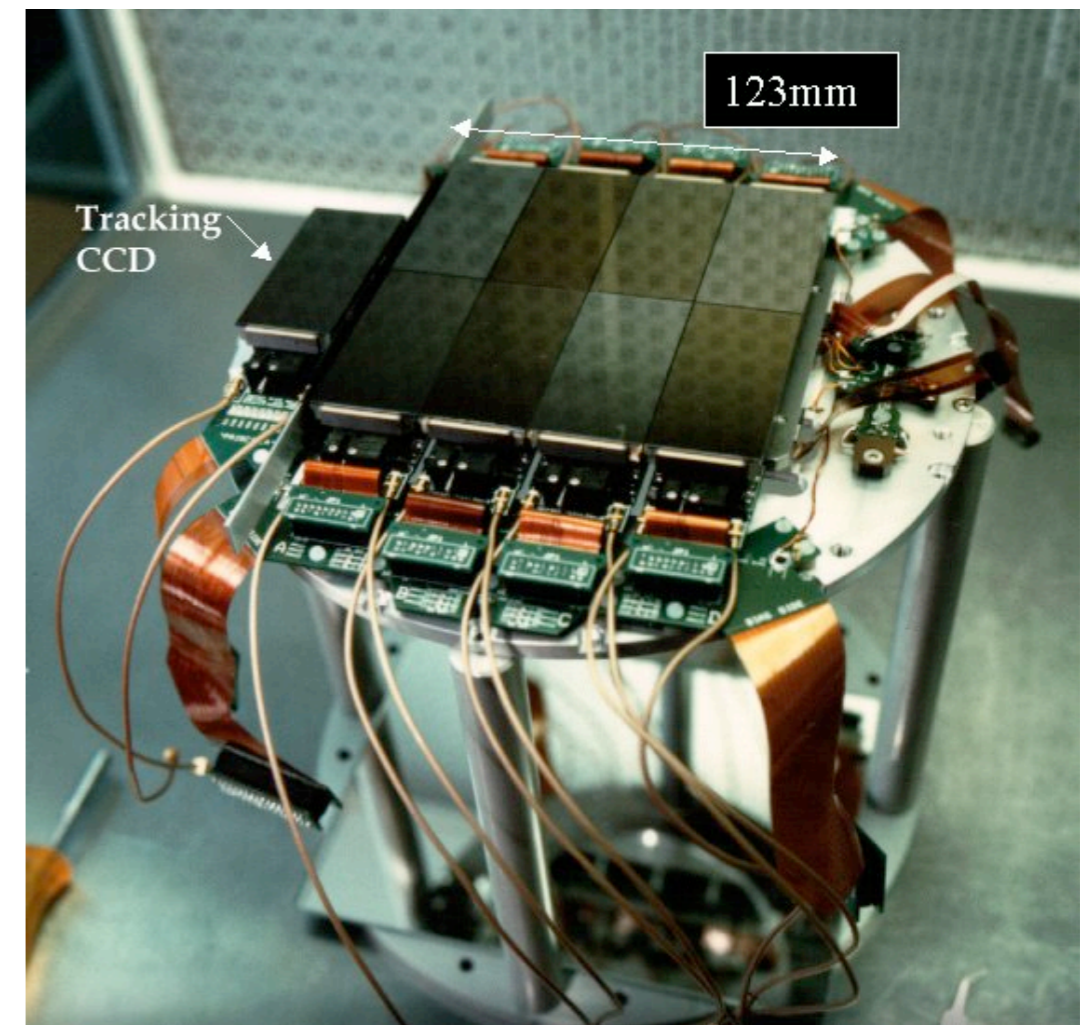
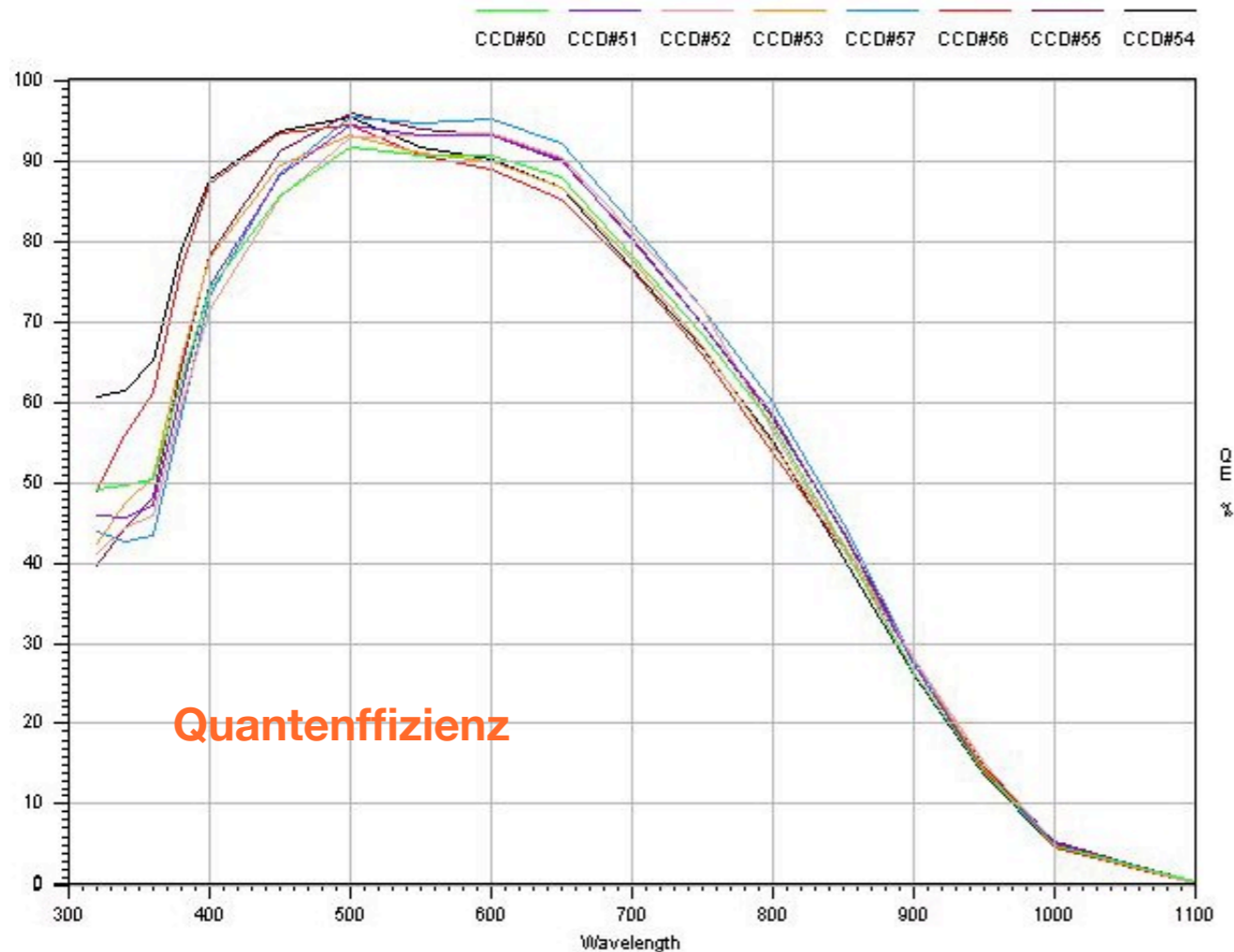
- **Prinzip:** Phonon mit  $E >$  Bandlücke von Si-Detektor  $\Rightarrow$  Elektronen im Leitungsband  $\Rightarrow$  Elektron-Loch Paare im Halbleiter
- die Ladungen werden erstmal innerhalb des Pixels festgehalten (lokale Potentialtöpfe)
- Variieren der angelegten Spannung in benachbarten Elektroden  $\Rightarrow$  die Ladungsträger werden “verschoben” - wandern zum Ausleseverstärker  $\Rightarrow$  **Signal proportional zur Lichtmenge**



- **zu Beachten:** thermisches Rauschen (Dunkelstrom)  $\Rightarrow$  Kühlung auf 77 K
- Rauschen des Ausleseverstärkers

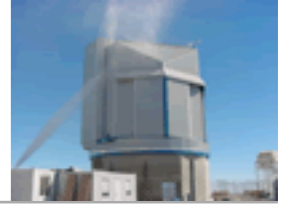
# CCDs: Beispiel

- Große **CCDs**: Mosaik aus Einzelchips
- Wide Field Imager (La Silla, MPG/ESO, 2.2 m Teleskop)
- 34'x33', 4 x 2 Mosaik aus 2k x 4 k Einzelchips => 142 Mbyte/Bild
- $T = -95\text{ }^{\circ}\text{C}$



<http://www.eso.org/projects/odt/WFI/wfi.html>

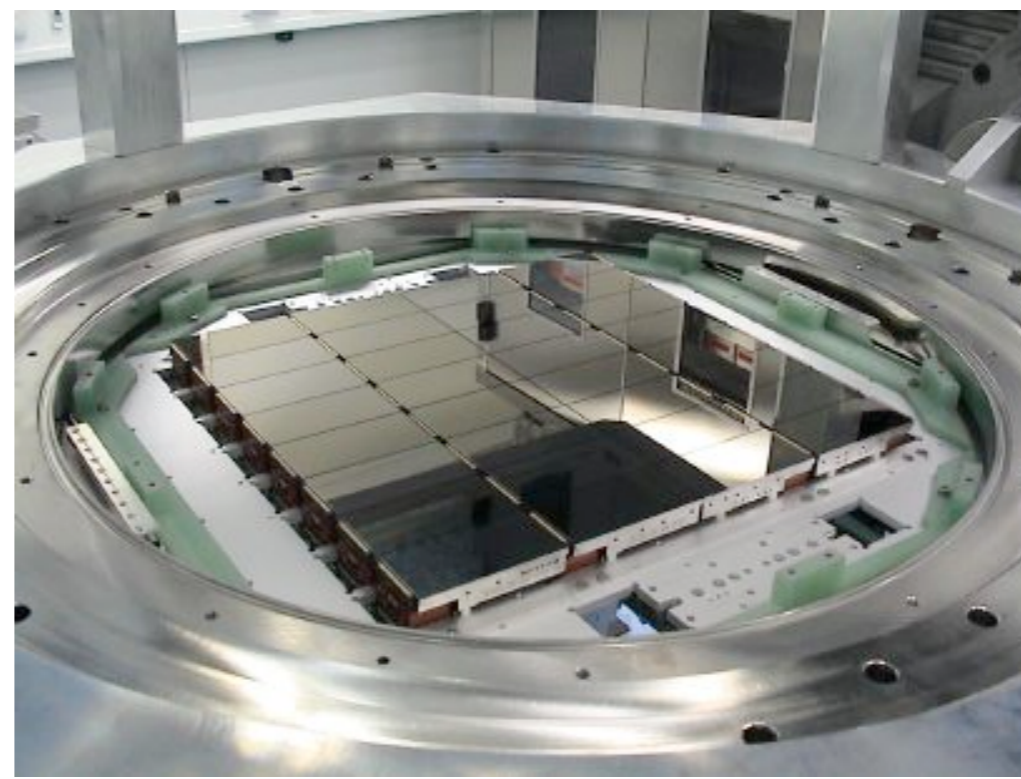
# CCDs: Beispiel



- In Aufbau: OmegaCAM am VLT Survey Telekop (2.81 m, Ritchey-Chretien am Paranal)



**Teststand in Garching**



**OmegaCAM Mosaik**

- $1^\circ \times 1^\circ$  Bildfeld; Mosaik mit 32 2k x 4k CCDs, Pixelgröße =  $15 \mu\text{m}$ ,  $\lambda$ : 330 nm - 1000 nm
- “erstes Licht” in 2006!



# Weitere Detektoren

---

- **MAMA: Multianode Microchannel Plate Array** für das EUV und soft X-ray

e- werden aus Photokathode rausgeschlagen und durch die Poren der Mikrokanal-Platte mit 2000 V Spannung beschleunigt > Sekundärelektronen ( $\sim 10^5$ - $10^6$  pro Ereignis) werden durch Anodenarray registriert. Anwendung: STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph) HST Instrument der neuen Generation

- **Thermische Detektoren:**

die Phononen (Gitteranregungen) eines Detektormaterial werden nachgewiesen

nach der Thermalisierung => thermische Detektoren => T-Erhöhung (Bolometer)

vor der Thermalisierung (ballistische Phononen) => athermische Detektoren

- **Motivation:** in Si werden 3.6 eV/e-h Paar benötigt, maximale Phononenergie ist  $\sim 50$  meV

=> viel mehr Phononen/deponierte Energie!

# Thermische Detektoren

- **Prinzip: Energiedeponierung erhöht die Temperatur des Kristalls**

$$\Delta T = \frac{E}{C(T)} e^{-\frac{t}{\tau}}, \quad \tau = \frac{C(T)}{G(T)}$$

$C(T)$  = Wärmekapazität  
 $G(T)$  = thermischer link zwischen Detektor  
und Kältereservoir

- für dielektrische Kristalle und Supraleiter bei  $T \ll T_c$ :

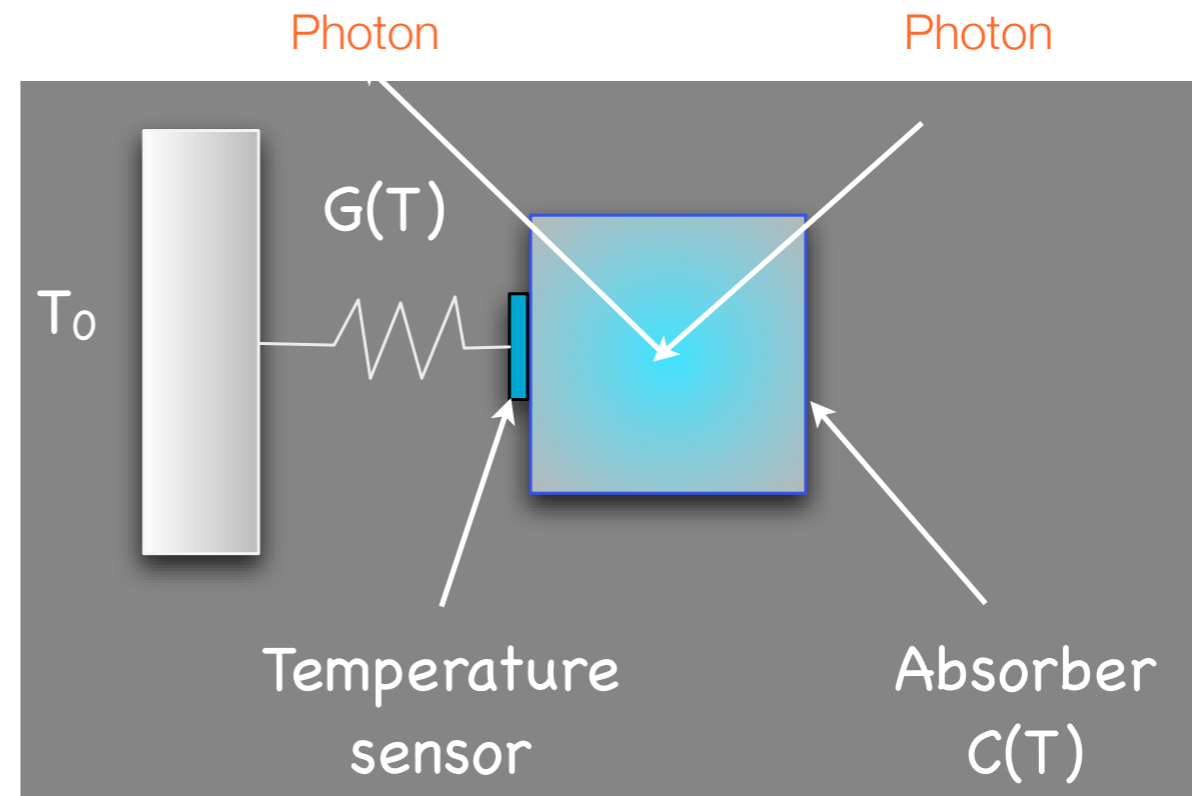
$$C(T) \sim T^3$$

=> je niedriger die Temperatur, desto  
größer ist  $\Delta T$  pro deponierte Energie

**Beispiel:** bei 10 mK erzeugt eine 1 keV

Energiedeponierung  $\Delta T \approx 1 \mu\text{K}$

Dies ist messbar!



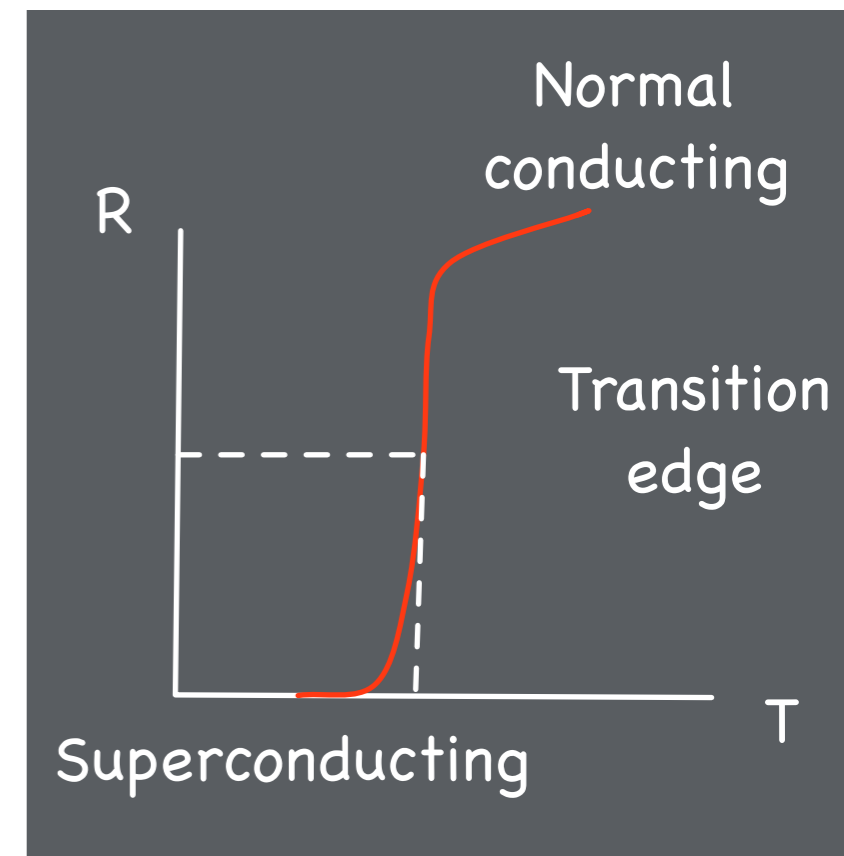
# Thermische Detektoren

- Wie misst man ein  $\Delta T \approx 1 \mu\text{K}$ ? Thermometer = Temperatursensoren = Materialien, deren spez. Widerstand stark von der Temperatur abhängt
- **Beispiele:**
- Halbleiter Thermistor = hochdotierter Halbleiter, so dass  $R = R(T)$
- TES/SPT (Transition Edge Sensor, Superconducting Phase Transition) = dünne Supraleiterfilme, die in der Mitte des Supraleitend/Normal - Übergangs gehalten werden

$$\alpha \equiv \frac{d \log(R(T))}{d \log(T)}$$

$\alpha = -10$  bis  $-1$  für Thermistoren  
 $\alpha = +103$  für TES/SPTs

- **Vorteil:** hohe Empfindlichkeit
- **Nachteil:** die Temperatur des Filmes/Halbleiters muss sehr stabil sein; bisher nur kleine Arrays.



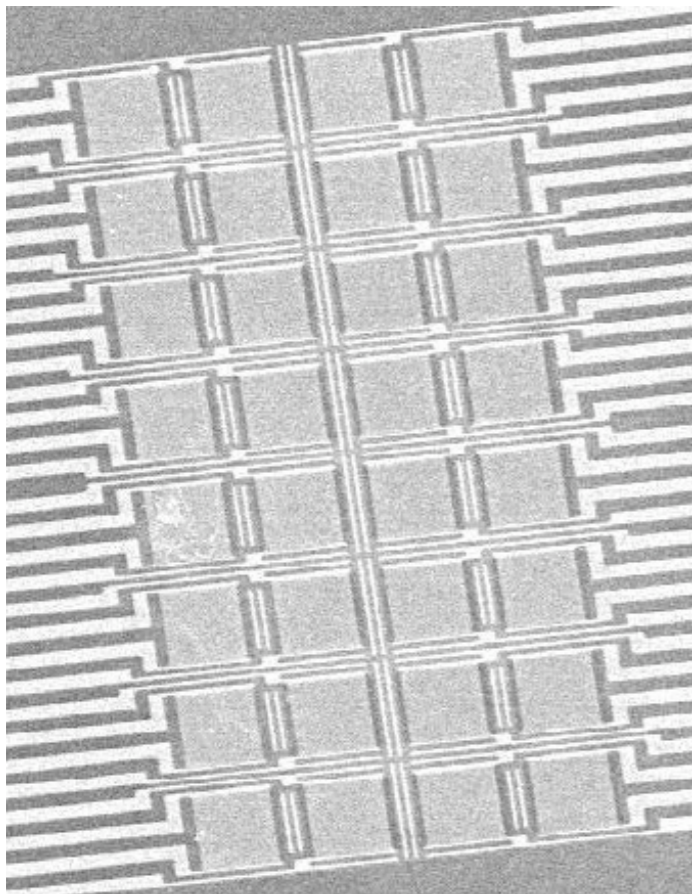
# Beispiel: TES

- Spannung  $V$  wird am Film angelegt, und konstant gehalten
- Anregung erhöht den Widerstand des Films

=> der Strom fällt um  $\Delta I$

=> die deponierte Energie ist:

$$E = -V_B \int \Delta I(t) dt$$



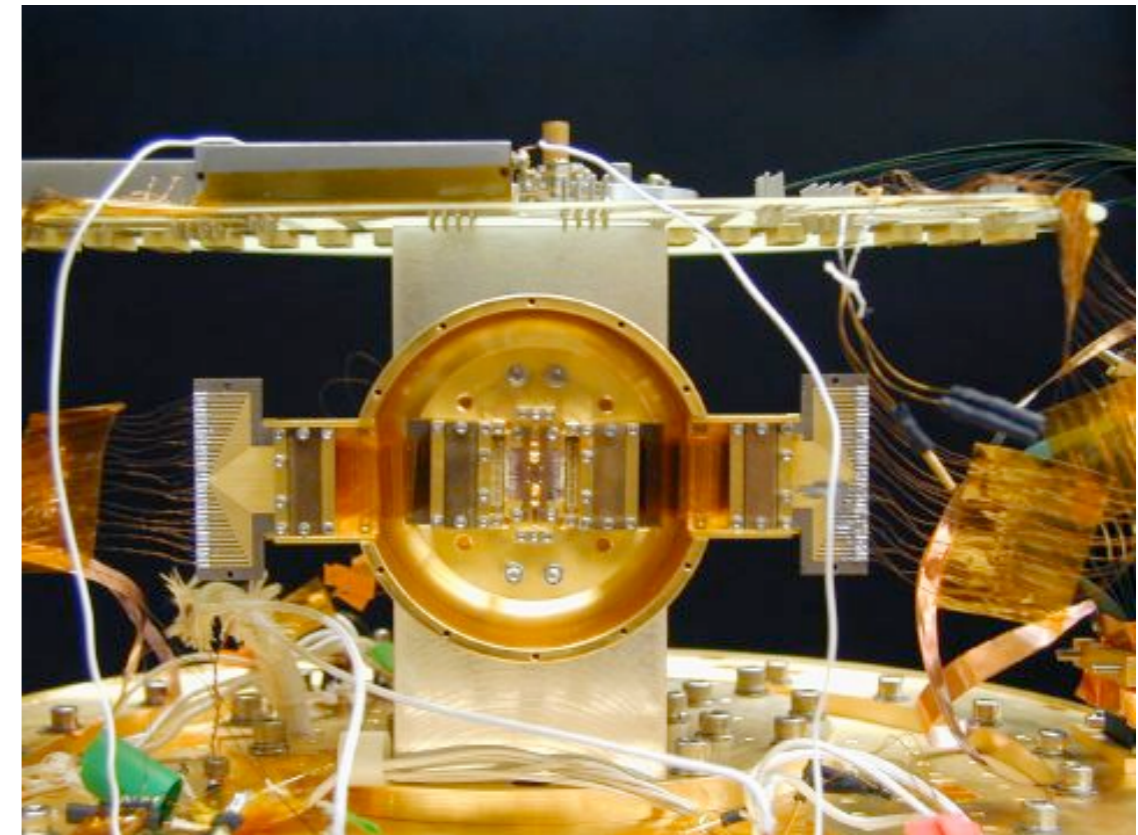
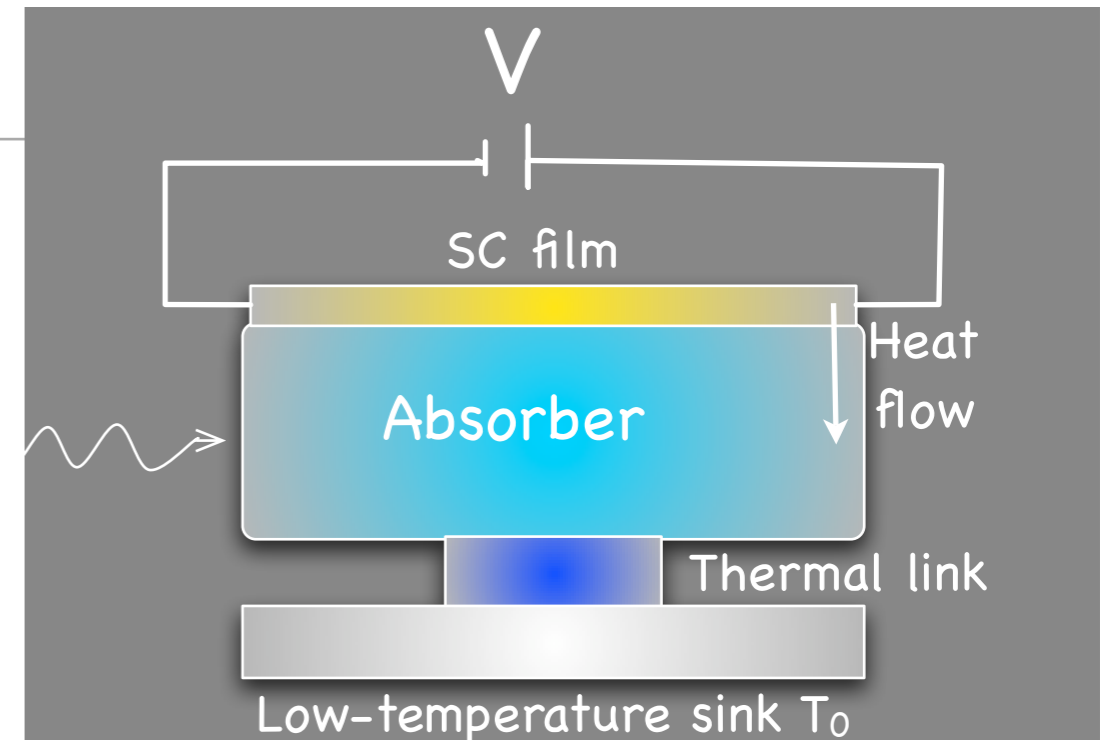
## Beispiel:

32 Pixel array by 50 mK

Vorteil:

hohe QE  
hohe Energie-  
und Zeitauflösung

Noch im F&E Stadium für  
optisch/UV/IR/X-ray

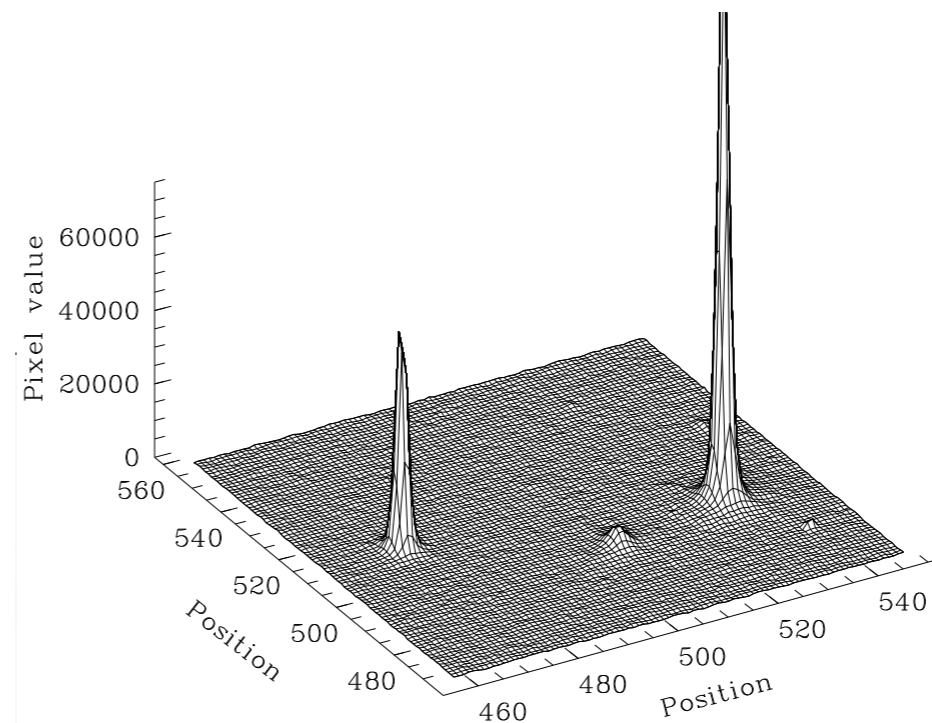
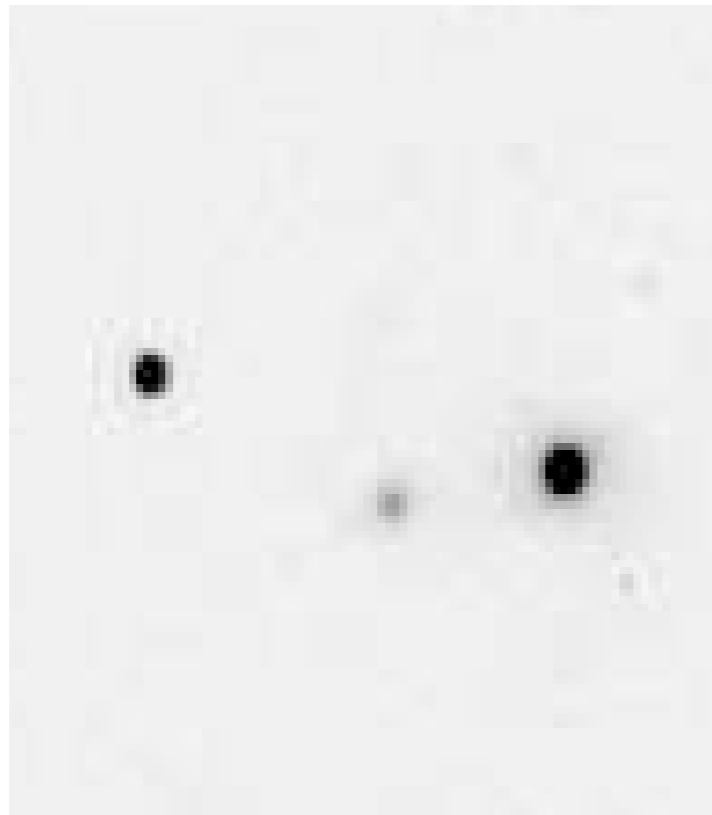


[http://www.stanford.edu/group/cabrera\\_group/index.html](http://www.stanford.edu/group/cabrera_group/index.html)

# Beobachtungstechniken

---

- **Photometrie** (Helligkeitsmessung)
- Angabe eines Strahlungsstroms - sinnvoll nur in Bezug auf Frequenzintervall: genaue Kenntnis der effektiven Empfängerfunktion  $\xi(\nu)$  (berücksichtigt die spektrale Empfindlichkeit des Detektors, und die Durchlässigkeit der optischen Elemente + Atmosphäre)
- **Grundprinzip**: relative Photometrie, oder Vergleich mit Referenzquelle (große Anzahl von Eichquellen am Himmel, in verschiedenen  $\nu$ -Bereiche)
- CCDs: man addiert alle zu einem Objekt gehörigen Pixelwerte, nach Subtraktion des Hintergrundes





# Beobachtungstechniken

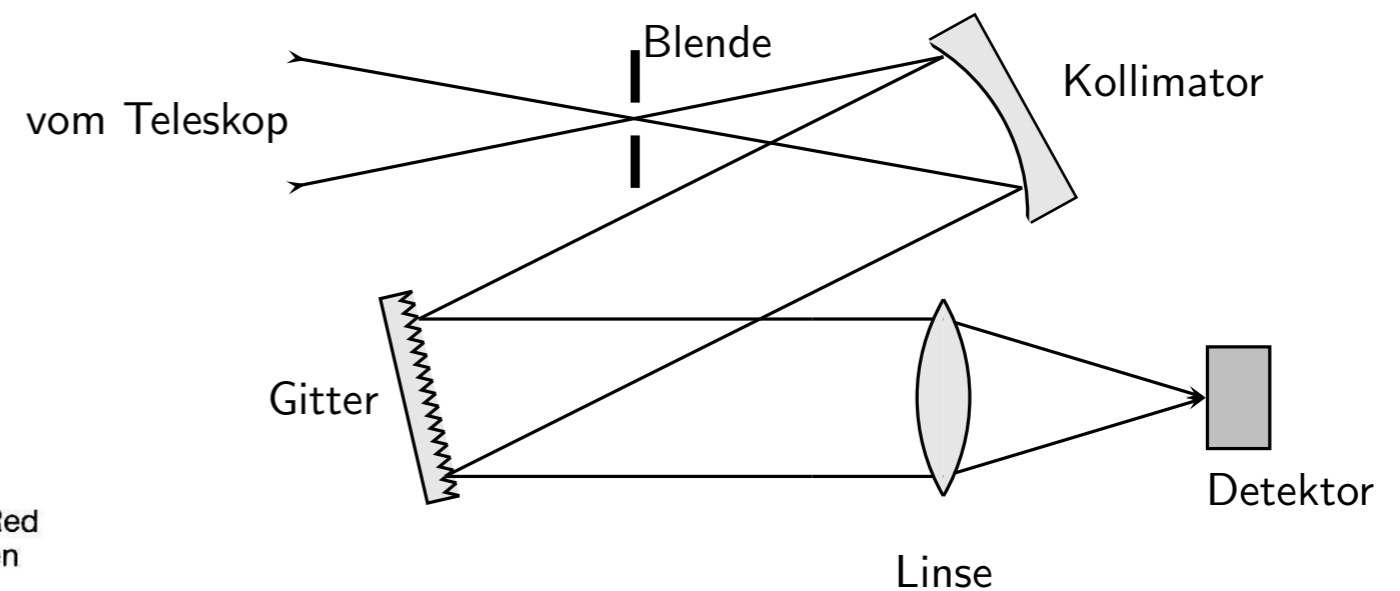
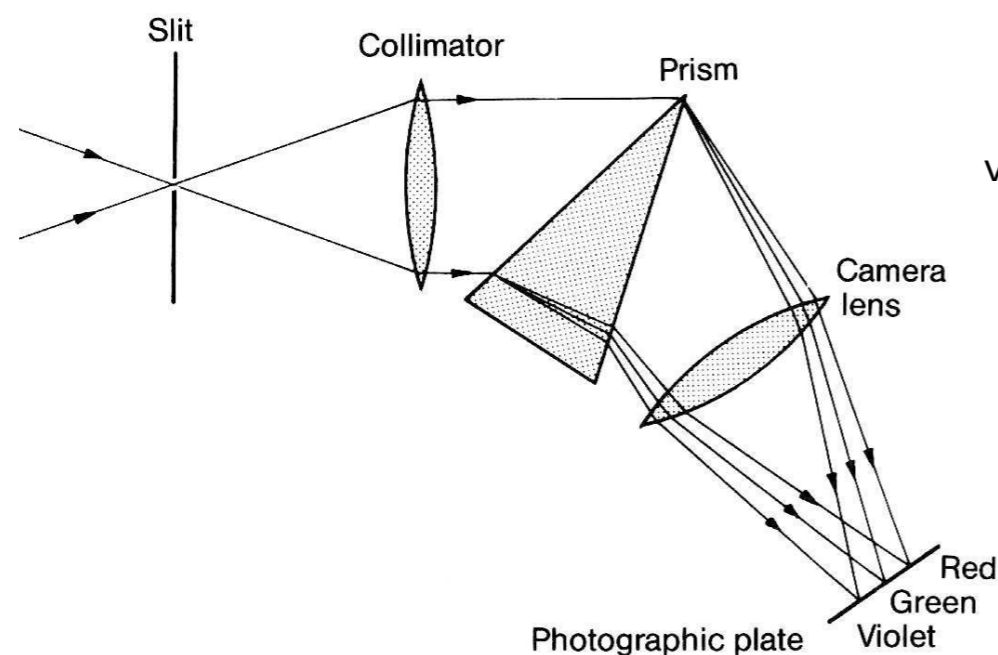
- **Spektroskopie**

- in vielen Bereichen des EM-Spektrums  $\rightarrow \lambda$  ( $\nu$ ) - Information aus der Messung selbst (zB Radiobereich, Röntgenphotonen)

- im optischen Bereich: CCDs zählen nur die Anzahl der Photonen, keine Information über die Energie

=> spektrale Aufspaltung der Strahlung muss vor dem Detektor erfolgen

=> Spektrograph: Zerlegt das Licht nach  $\lambda$  mit Prisma oder durch Beugung and Dispersionsgitter; danach wieder fokussiert und mit CCD detektiert



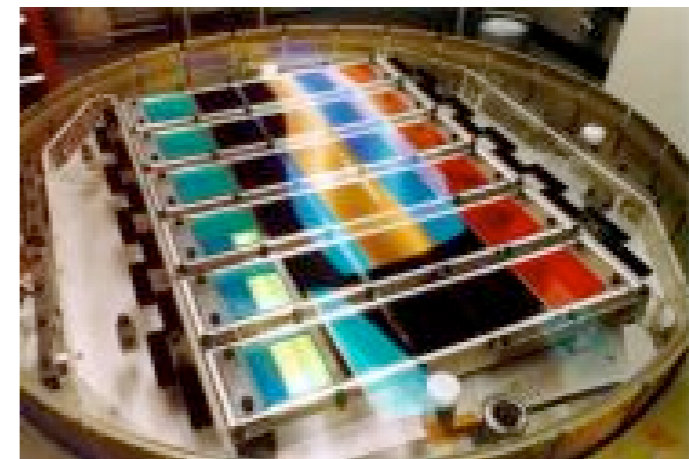
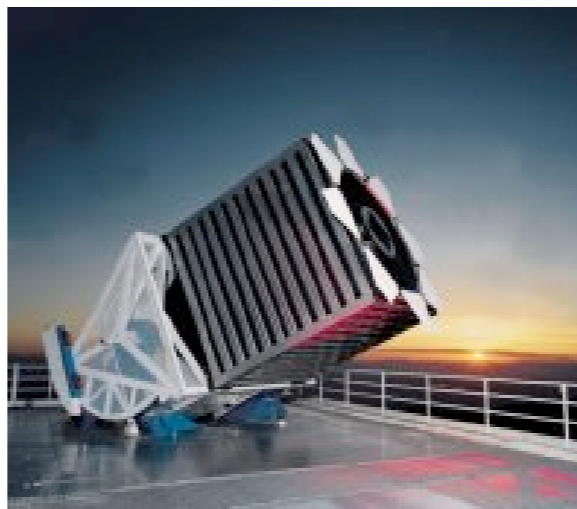
# Beobachtungstechniken: Multiplex-Spektrographen

- **Klassischer Spektrograph:** 1 Spalt, nur ein Objekt wird spektroskopiert, Großteil des Detektors ungenutzt
- **Multiplex-Spektroskopie:** viele Objekte werden gleichzeitig spektroskopiert, zB über Multi-Spalt-Maske oder Ankoppelung per Lichtleiter (optische Fibers)
- **Beispiel: Sloan Digital Sky Survey (SDSS), 640 Glasfasern**
- Glasfasern leiten das Licht zum Spektrographen-Spalt; dahinter wird ein Spektrum für jedes Objekt erzeugt => diese werden mit CCDs aufgezeichnet (von 380 nm bis 920 nm)

Al-Maske mit 640 Löcher für die Glasfasern



2048 x 2048 Pixel CCDs



SDSS Teleskop, 2.5 m, New Mexico, Apache Point Observatory

# Observatorien für den optischen/NIR - Spektralbereich

---

Ort	Teleskop	Betreiber	$D$	$\lambda$	fertig seit
Mauna Kea / Hawaii	Keck	USA	$2 \times 10$ m	opt.	1993
Cerro Paranal / Chile	VLT	ESO	$4 \times 8$ m	opt.	1998
Mauna Kea / Hawaii	Subaru	Japan	8 m	opt.	1999
Mt. Fowlkes / USA	HET	USA/D	11 m	opt.	1999
Mauna Kea / Hawaii	Gemini I	USA/GB u.a.	8 m	opt.	2001
Cerro Pachon / Chile	Gemini II	USA/GB u.a.	8 m	opt.	2002
Sutherland / Südafrika	SALT	SA u.a.	11 m	opt.	2005
La Palma / Spanien	GTC	Spanien	10 m	opt.	2006*
Mt. Graham / USA	LBT	USA/D/I	$2 \times 8$ m	opt.	2006*

\* geplantes Datum.

Weigert, Wendker, Wisotzki

# Radio-Teleskope

---

- **Erdatmosphäre im Radiobereich durchlässig (bis  $\sim \lambda = 30$  m)**
- Karl Jansky (1905-1950) entdeckte ( $\sim 1935$ ) Radiostrahlung aus dem Zentrum der Milchstrasse -> Beginn der Radioastronomie
- Parabolantennen; Oberflächengenauigkeit  $\sim \lambda/20 \Rightarrow$  bei  $\lambda=1$ m grober Maschendraht ok; bei kleinen  $\lambda$ 's gute Verspiegelung notwendig
- **Das größte Einzelteleskop: Arecibo-Teleskop, 305 m,  $\lambda = 3$  cm - 6 m**



Arecibo-Teleskop, Puerto Rico



# Radio-Teleskope

---

- die größten beweglichen Teleskope, 100 m Durchmesser



Green Bank Telescope

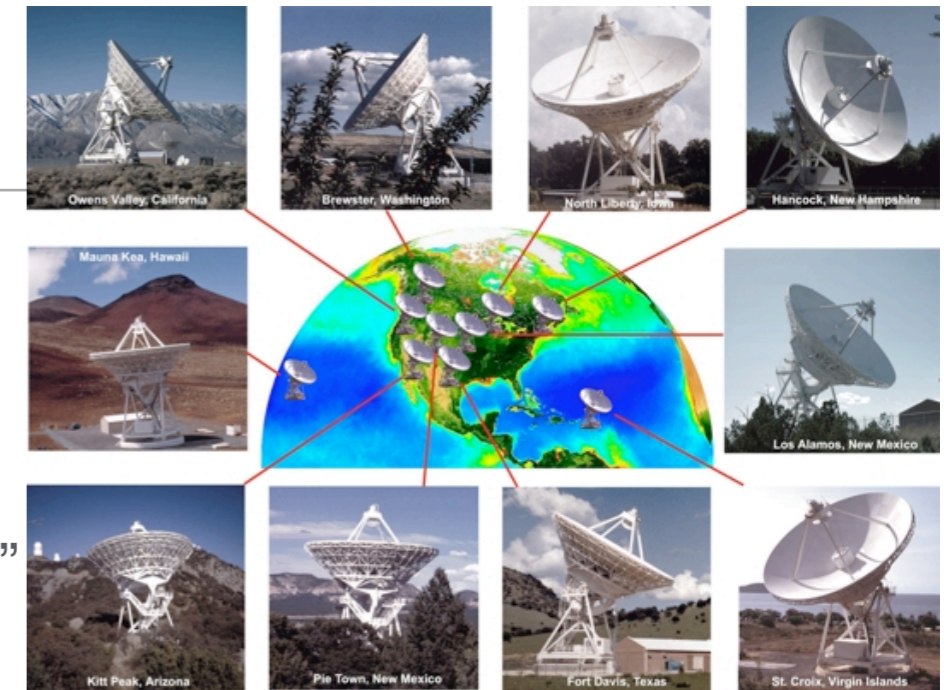


Effelsberg (MPI Radioastronomie, Bonn)



# Radio-Teleskope

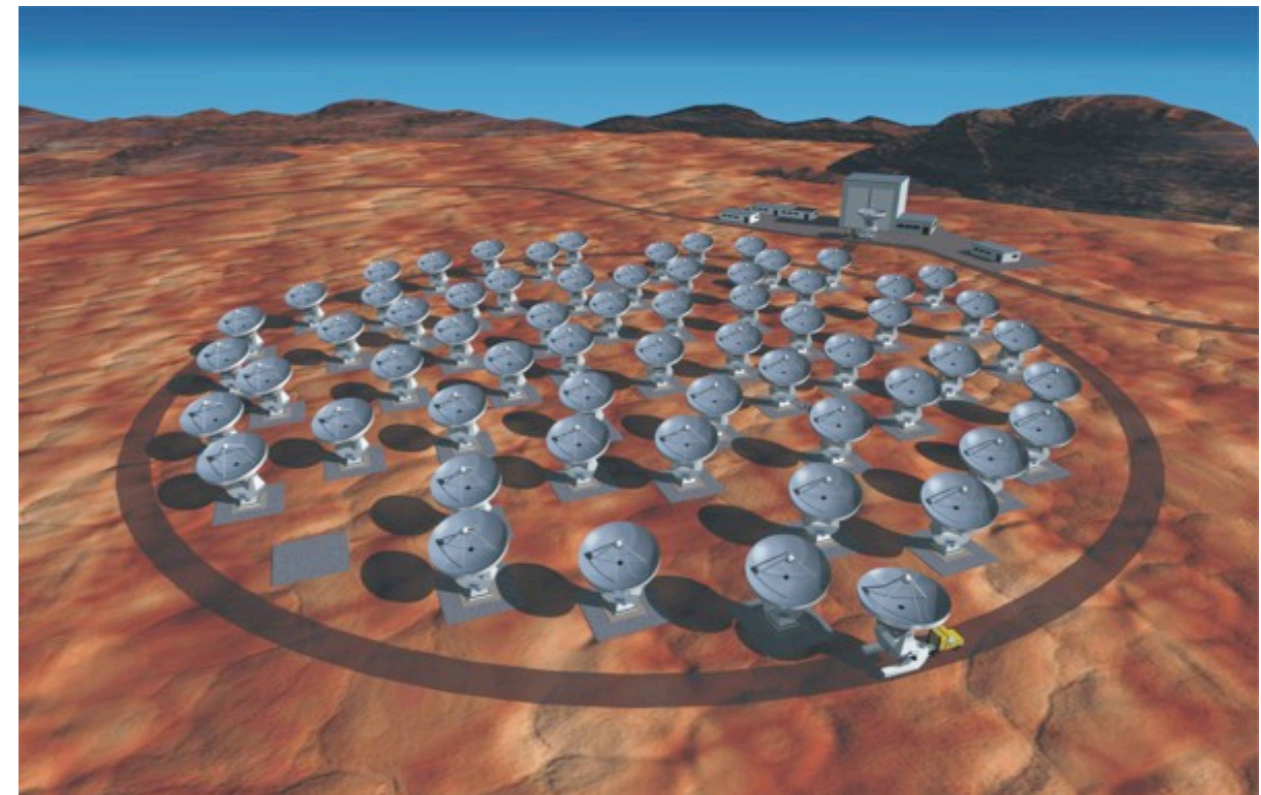
- Da  $\lambda$  groß => Winkelauflösung sehr grob = Interferenz
- => Auflösungen bis zu 0.0015''!
- **Very Large Array** (New Mexico), 25 Teleskope mit  $D = 25$  m, 0.05''
- **VLBA**: 10 x 25 m Teleskope in Nord Amerika
- **Zukunft** (2011): ALMA, 64 x 12 m Teleskope in Chile



VLBA



ALMA

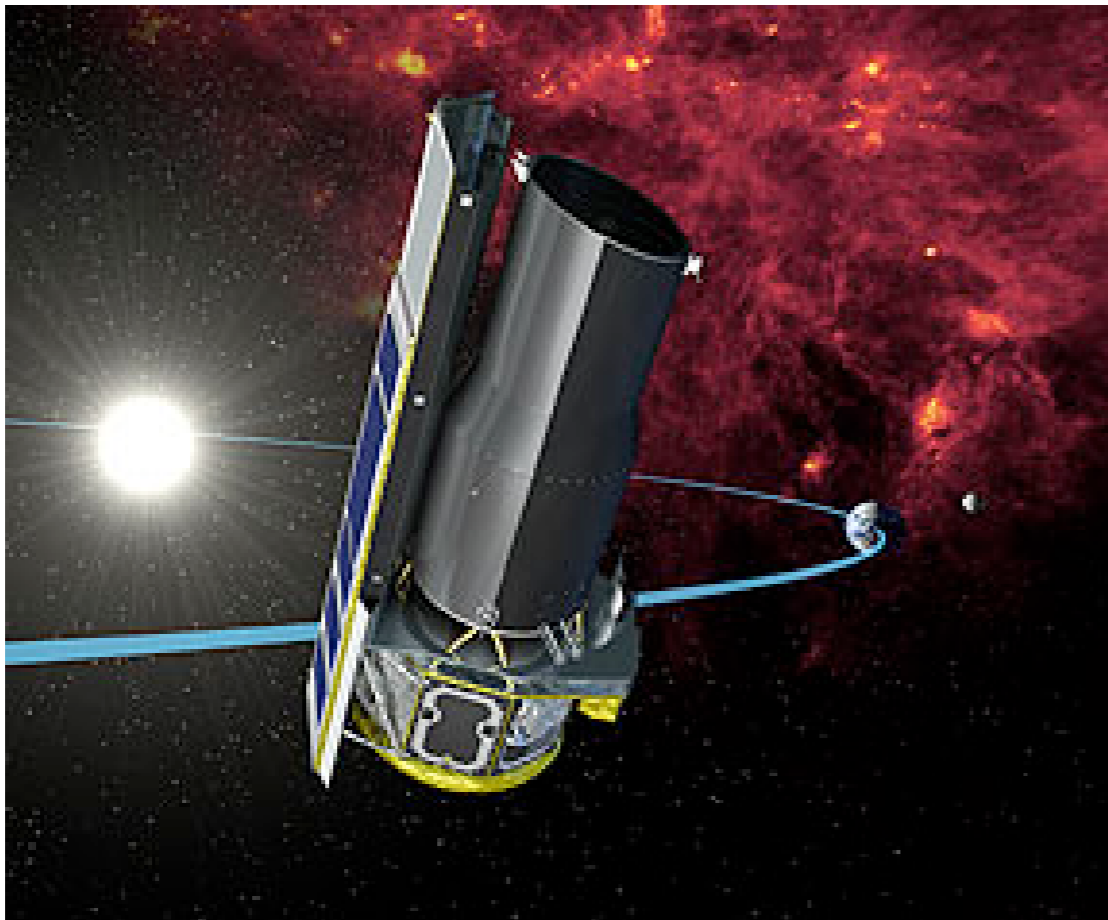




# Infrarot-Teleskope

---

- bei  $1 \mu\text{m} < \lambda < 300 \mu\text{m}$ : Beobachtungen von der Erde nicht möglich (Fenster im NIR)
- **IRAS (Infrared Astronomical Satellite)**, D=60 cm Teleskop, erste IR Himmelskarte (1983), Winkelauflösung von 30" bei  $12 \mu\text{m}$
- **ISO (Infrared Space Observatory) (ESA)**, 1995 - 1998, 1000 x höhere Empfindlichkeit
- **Spitzer Space Telescope (SST)**, 2003 gestartet, D = 85 cm

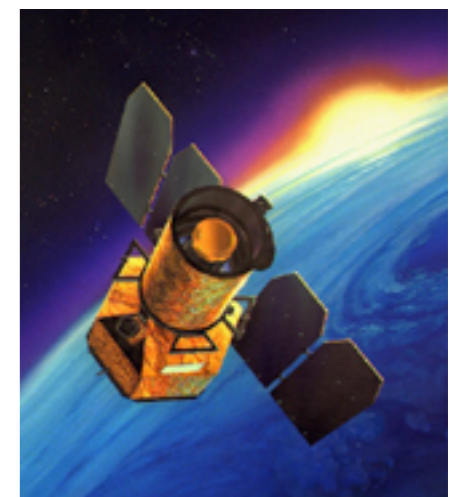
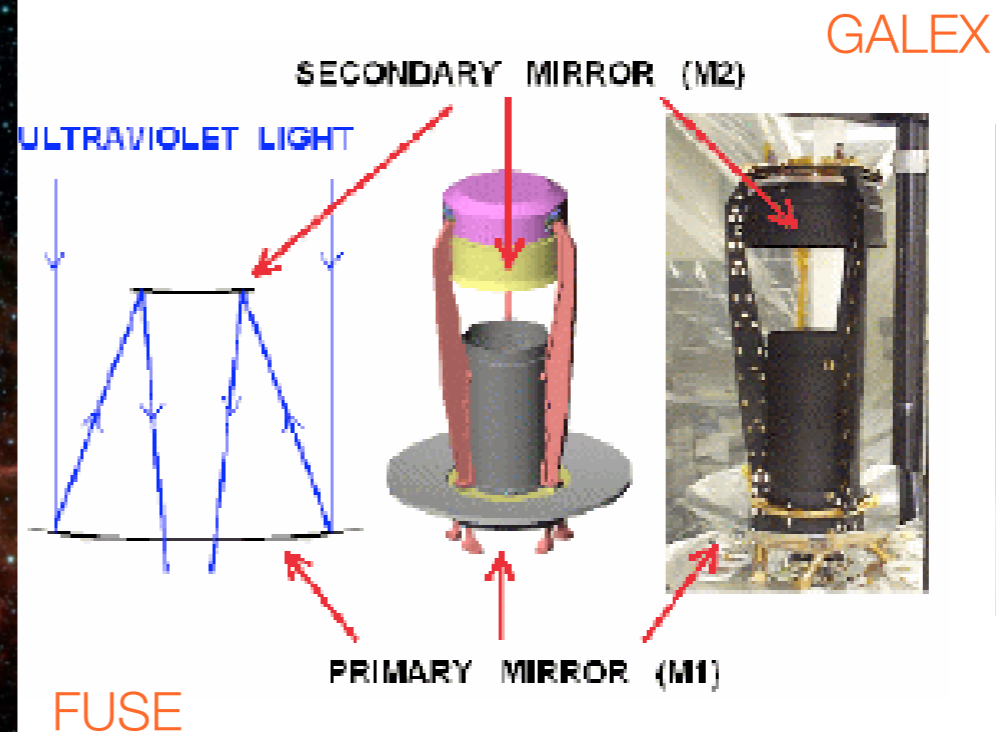
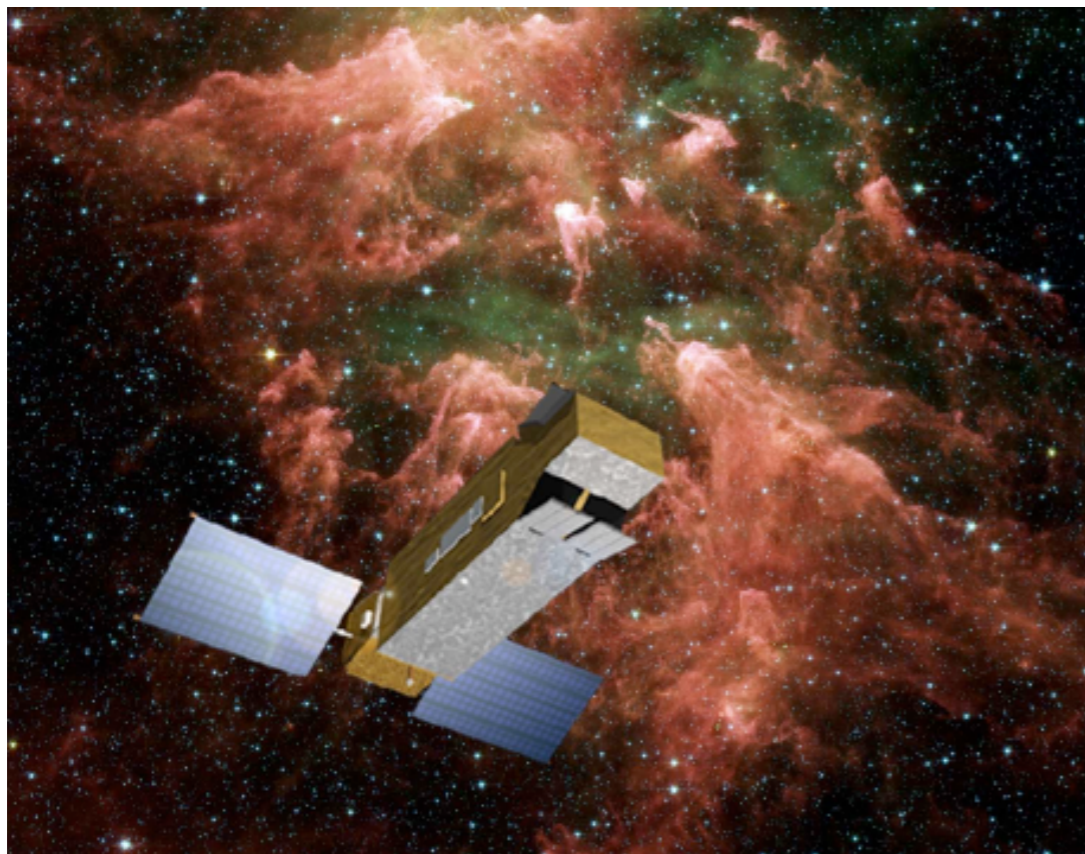


SST



# UV-Teleskope

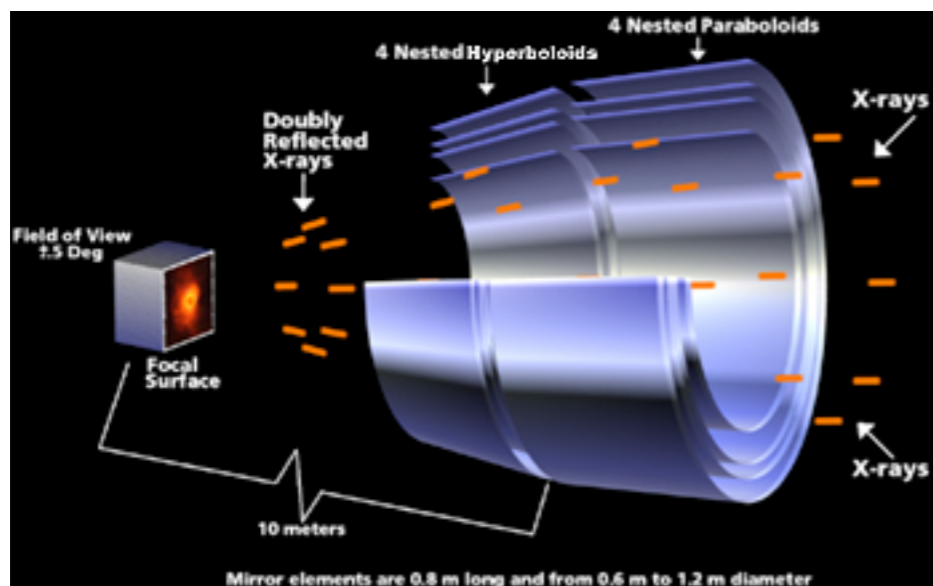
- $\lambda \leq 0.3 \mu\text{m}$  werden von der Ozonschicht absorbiert => Beobachtungen nur vom Weltall
- **IUE** (International Ultraviolet Explorer): 1978 - 1996
- **HST** (Ausfall des UV-Instruments in 2004)
- **FUSE**, 1999 gestartet (UV-Spektroskopie der Absorptionslinien von hellen Quasaren => Zustand und chemische Zusammensetzung des IG Mediums)
- **GALEX**, 2003, Ziel: ausgedehnte photometrische Surveys -> Himmelsdurchmusterung



# Röntgen-Teleskope

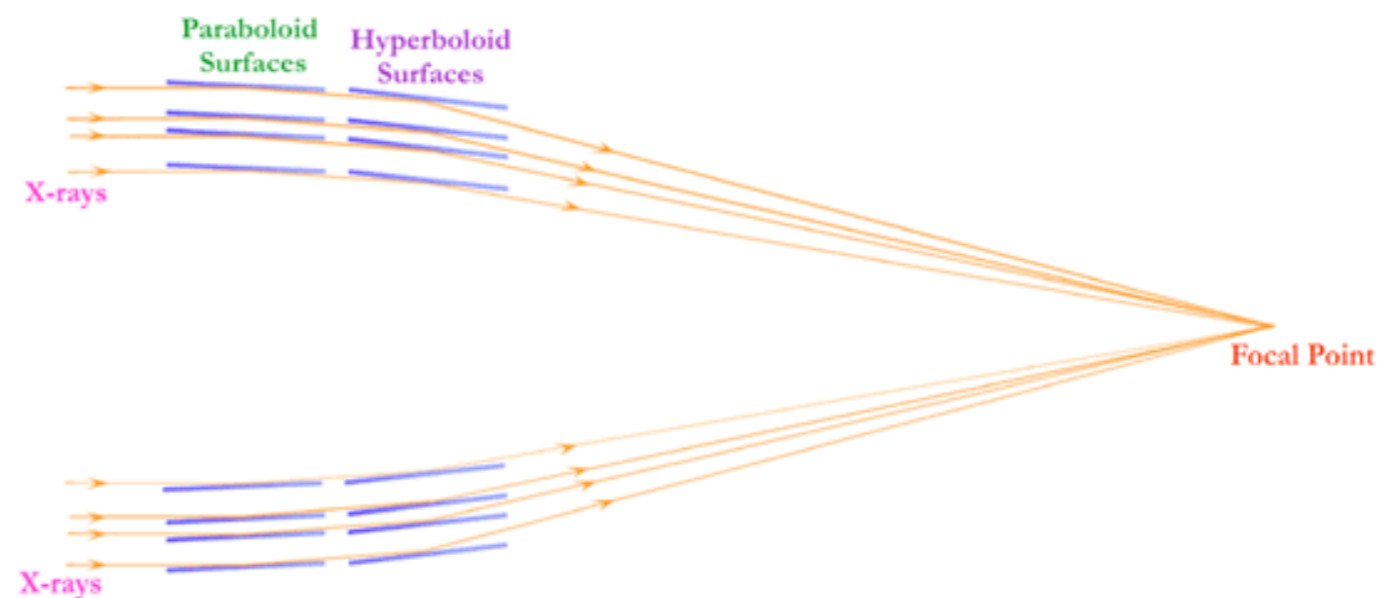


- **Das interstellare Gas absorbiert Strahlung mit  $\lambda < 912 \text{ \AA}$**  (Lyman-Kante, entspricht der Ionisationsenergie von H im Grundzustand = 13.6 eV) XMM
- etwa ab  $E > 140 \text{ eV}$  wird das ISM transparent => Röntgenastronomie
- UHURU Satellit: 1970 die erste Röntgen-Himmelskarte (340 Quellen), danach EINSTEIN, ROSAT
- Seit 1999: Chandra (NASA), XMM-Newton (X-ray multi-mirror mission, ESA)
- -> große Sammelflächen und hohe Winkelauflösung (0.5" Chandra), 0.1 keV - 10 keV (Spektroskopie von AGNs und Galaxienhaufen)



<http://chandra.harvard.edu>

CHANDRA

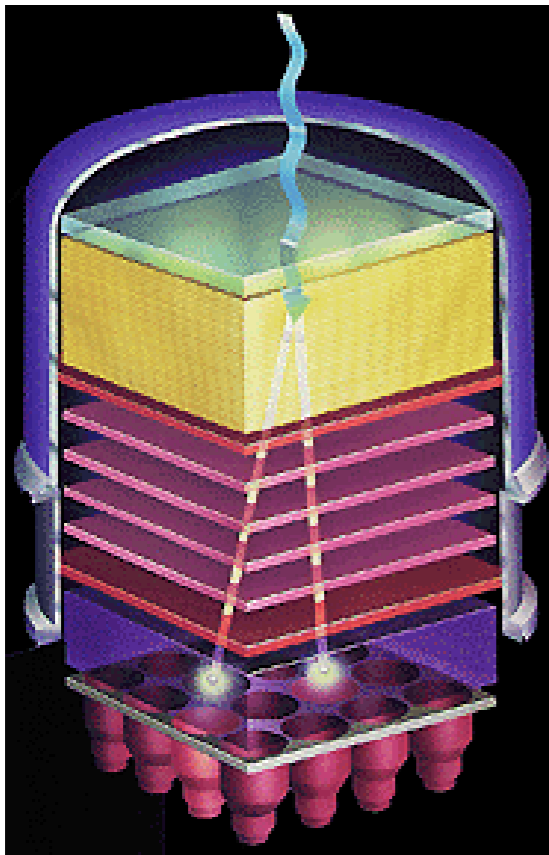




# Gamma-Teleskope

---

- **CGRO** (Compton Gamma Ray Observatory, NASA), 1991 - 2000, 4 Instrumente, u.A. BATSE (> 2000 gamma ray bursts), EGRET (viele AGNs bei Energien > 20 MeV)
- **EGRET**: 30 MeV - 30 GeV; Gammas werden durch  $e^+e^-$ -Paarproduktion nachgewiesen; tracking in Gas-Funkenkammer, Energiemessung: NaI-Szintillationsdetektoren unterhalb der Kammern
- **INTEGRAL** (ESA), 2002 -2008, Gamma-Spektrum 20 keV - 10 MeV mit SPI-Spektrometer (19 Ge-Detektoren in Anti-Koinzidenz mit BGO-Kristalle)



EGRET

INTEGRAL

CGRO

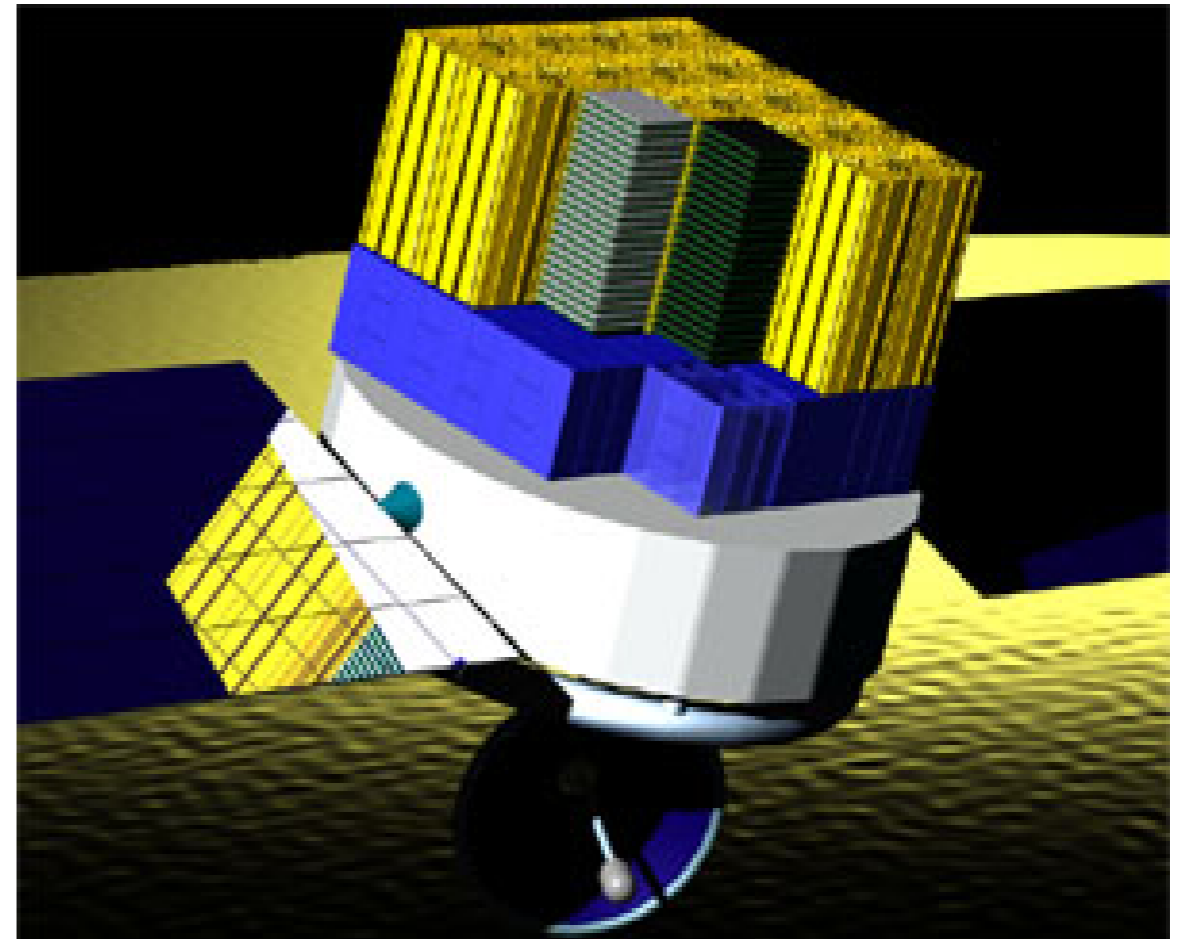




# Gamma-Teleskope

---

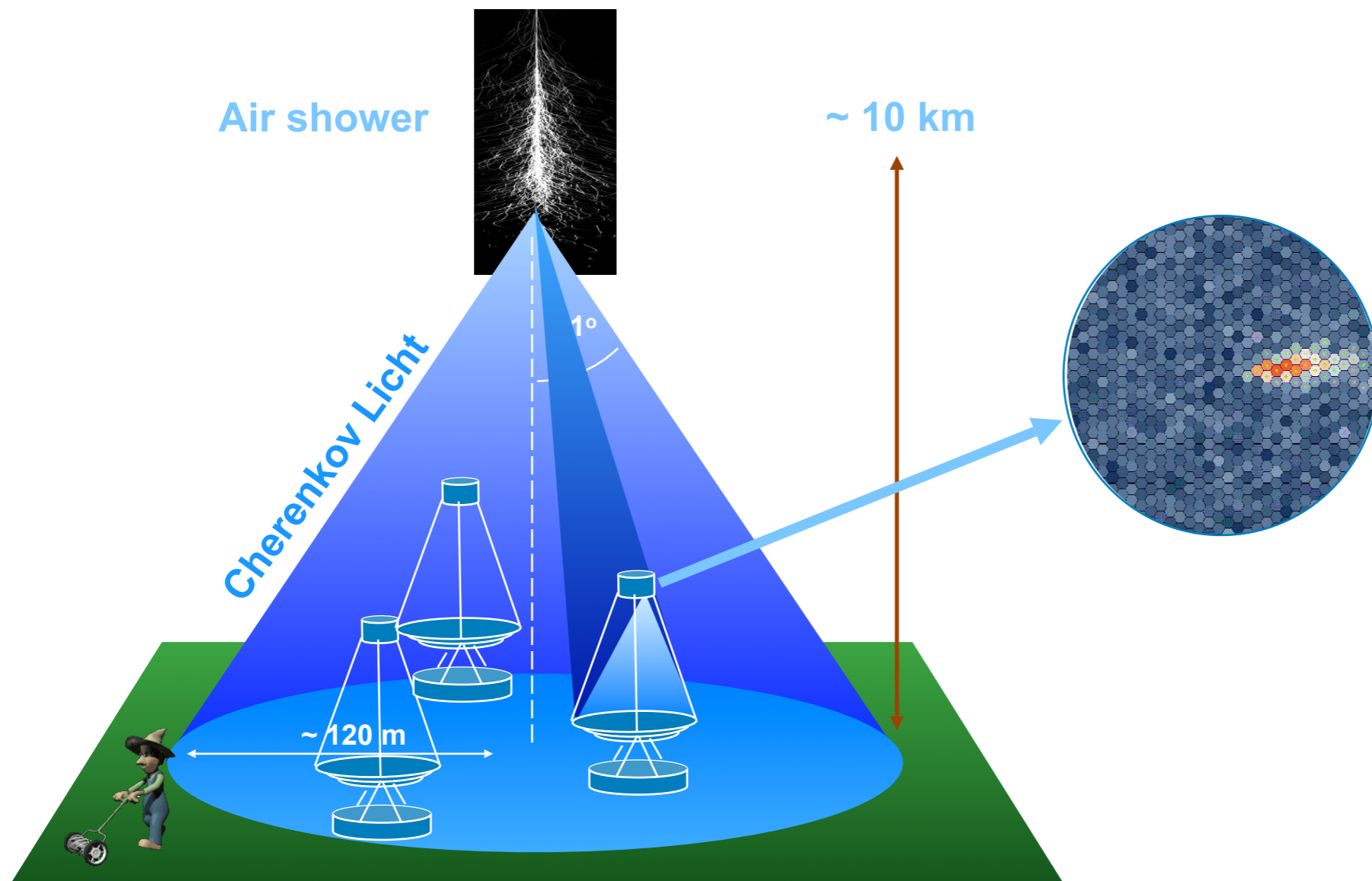
- Im Aufbau: GLAST (Gamma Ray Large Area Telescope), ab 2007
- bis einige 100 GeV
- effektive Fläche: 1 m<sup>2</sup>, Auflösung ~ 1'



# Cerenkov Detektoren

Gamma  
Strahlung

Hochenergetische Gamma-Strahlung kann via EM-Kaskadenbildung von Sekundärteilchen in der Atmosphäre nachgewiesen werden (Cerenkov-Licht)

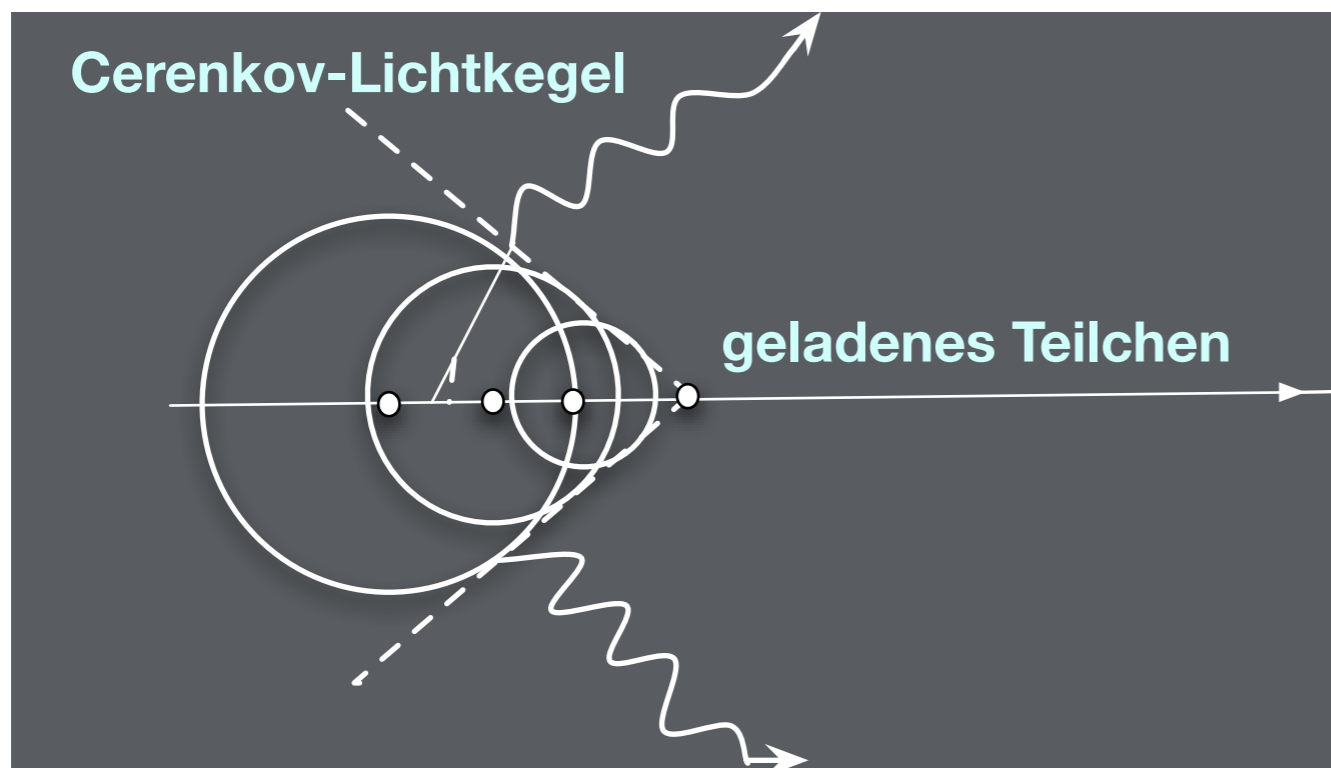


# Cerenkov Effekt

- Pavel Cerenkov, 1930: Radioaktive Quellen emittieren blaues Licht im Wasser. Erklärung Ilka Frank und Igor Tamm (Moscow, alle 3 Nobelpreis in 1958)
- Falls geladene Teilchen sich schneller als das Licht im Medium bewegen ( $c/n$ ,  $n$  = Brechungsindex)
  - => EM Schockwelle entlang des Pfades = kohärente Strahlung
  - => die kohärente Emission folgt einem charakteristischen Winkel (Mach-Beziehung)

$$\cos \theta = \frac{1}{\beta n}$$

$\beta$  = Teilchengeschwindigkeit in Einheiten von  $c$  ( $v = \beta c$ )



Bedingung für Cerenkov-Licht

$$v > \frac{c}{n} \Rightarrow \beta c > \frac{c}{n} \Rightarrow \beta > \frac{1}{n}$$

Aus dem Cerenkov-Kegel:  
=> Richtung des Teilchens

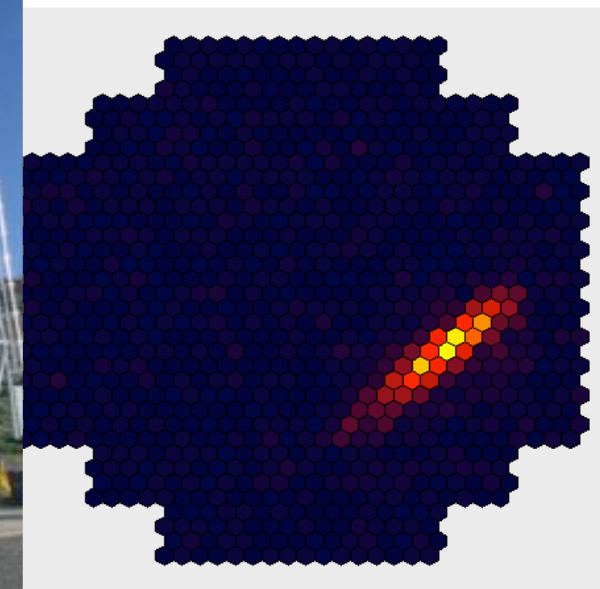
Primärenergie: ~ 50 GeV - 100 TeV



# Cerenkov-Teleskope



- HE Gamma in der Atmosphäre => Shower von Sekundärteilchen (Maximum in  $\sim 10$  km Höhe), Teilchen bewegen sich mit  $c$  => Cerenkov-Licht um die Richtung des einfallenden Gammas => etwa  $D=250$ m auf dem Boden werden “beleuchtet” (für  $E = 1$  TeV => 100 Photonen/ $m^2$ , in ns!)
- mehrere Teleskope zur stereoskopischen Rekonstruktion des Showers (Kameras: Arrays von PMTs)
- **Beispiele:** HESS (4 x 12 m Teleskope in Namibien); MAGIC (La Palma, 1 + 1 17 m Teleskope), CANGAROO-III (4 x 10 m Teleskope in Australien), VERITAS (7 x 10 m Teleskope im Aufbau, Kitt Peak, Arizona)



# Neutrino-Teleskope

- **Nachweis von hochenergetischen Neutrinos:** nach oben gehende Myonen, die in geladene Strom WW unterhalb des Detektors (oder im Detektor) produziert werden

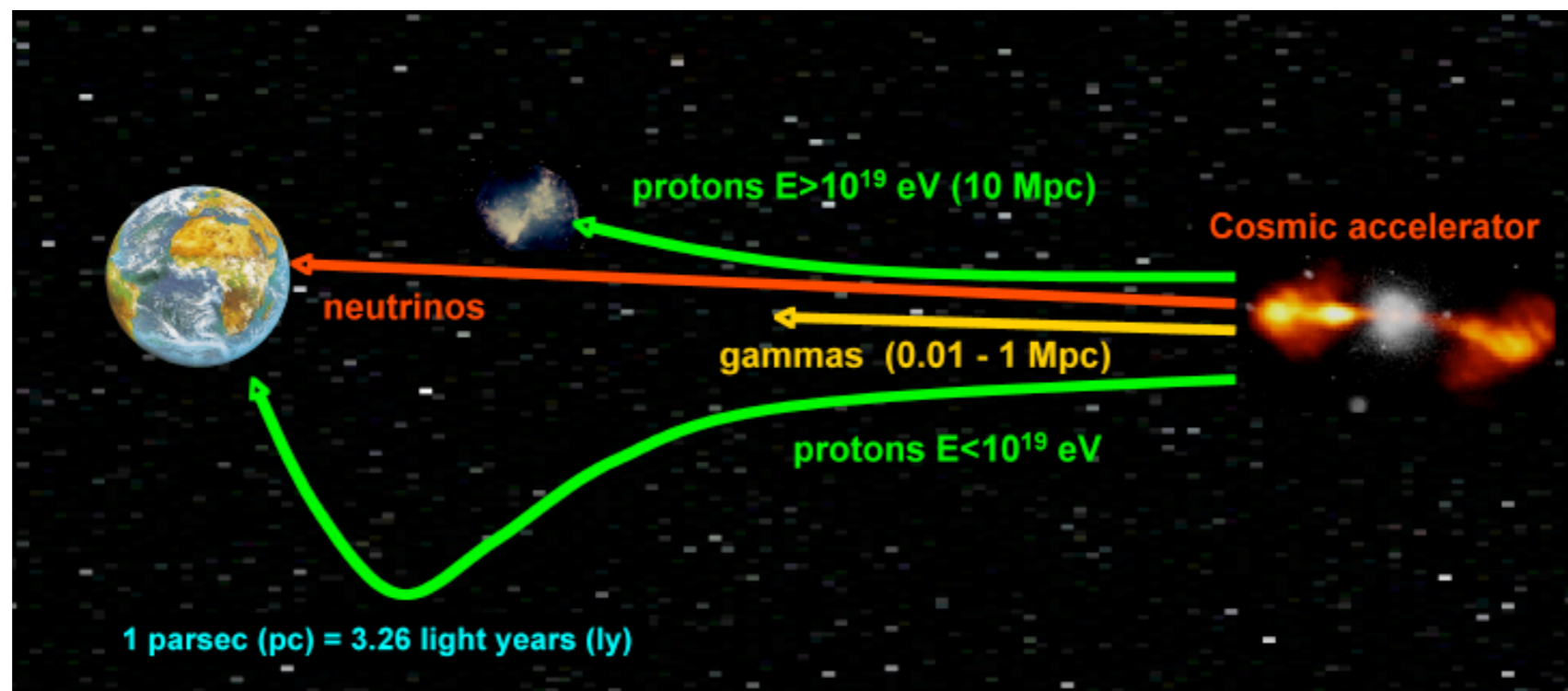
- **Neutrinos:**

elektrisch neutrale Teilchen, WW mit Materie nur via Z,W-Austausch (+ Gravitation)

wichtig für astrophysikalische Beobachtungen, da sie aus dichten Regionen entweichen können, und nicht durch Magnetfelder beeinflusst werden

Neutrinos werden in hochenergetischen hadronischen Prozessen erzeugt

Neutrinos könnten durch Annihilation von dunkler Materie produziert werden





# Neutrino-Teleskope

- **Prinzip:**

GeV-TeV Neutrinos erzeugen Myonen unterhalb des Teleskops

Myonen produzieren Cerenkov-Licht im Medium

aus dem Cerenkovkegel => Myonenspur => Neutrino-richtung

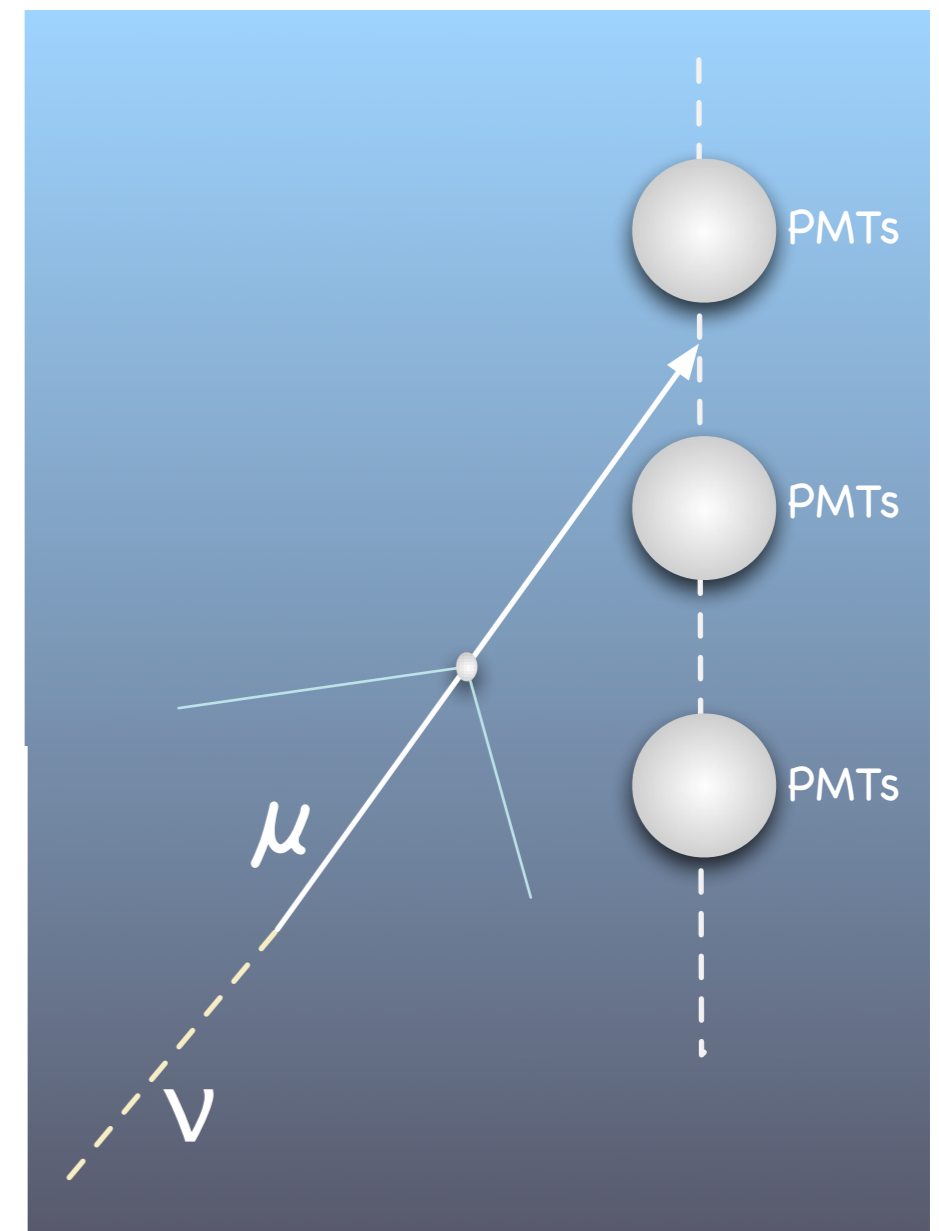
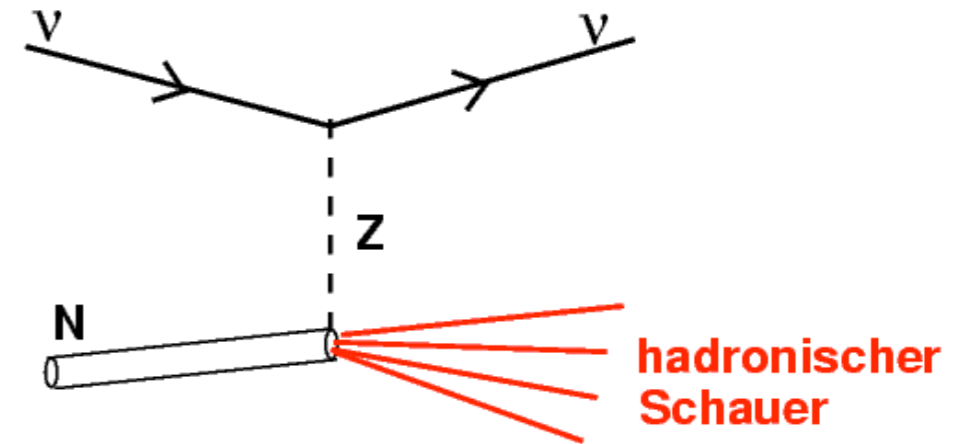
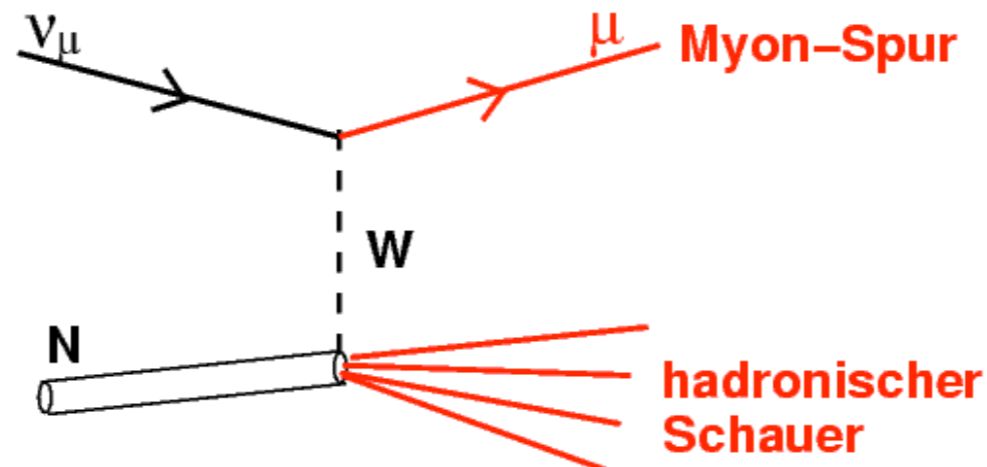
- **Erde:** schirmt den Detektor gegenüber kosmischer Strahlung ab

- **Typische Teleskope/Detektoren:**

Wasser oder Eis + PMT arrays mit 1 ns Zeitauflösung

Spektraler Bereich: 350 - 550 nm

- **Neutrino Reaktionen:**



# Refraktionsindex

---

- In der Atmosphäre

$$\frac{n(h) - 1}{n_0 - 1} = \frac{\rho(h)}{\rho_0}$$

- $\rho(h)$  = atmosphärische Dichte in Höhe  $h$
- $n(h)$  = Refraktionsindex in Höhe  $h$
- $\rho_0$  und  $n_0$  = Werte auf Meereshöhe

$$n = 1 + 0.000238 \frac{\rho(h)}{\rho_0}$$

**( $n_0 - 1$ )**  
↓

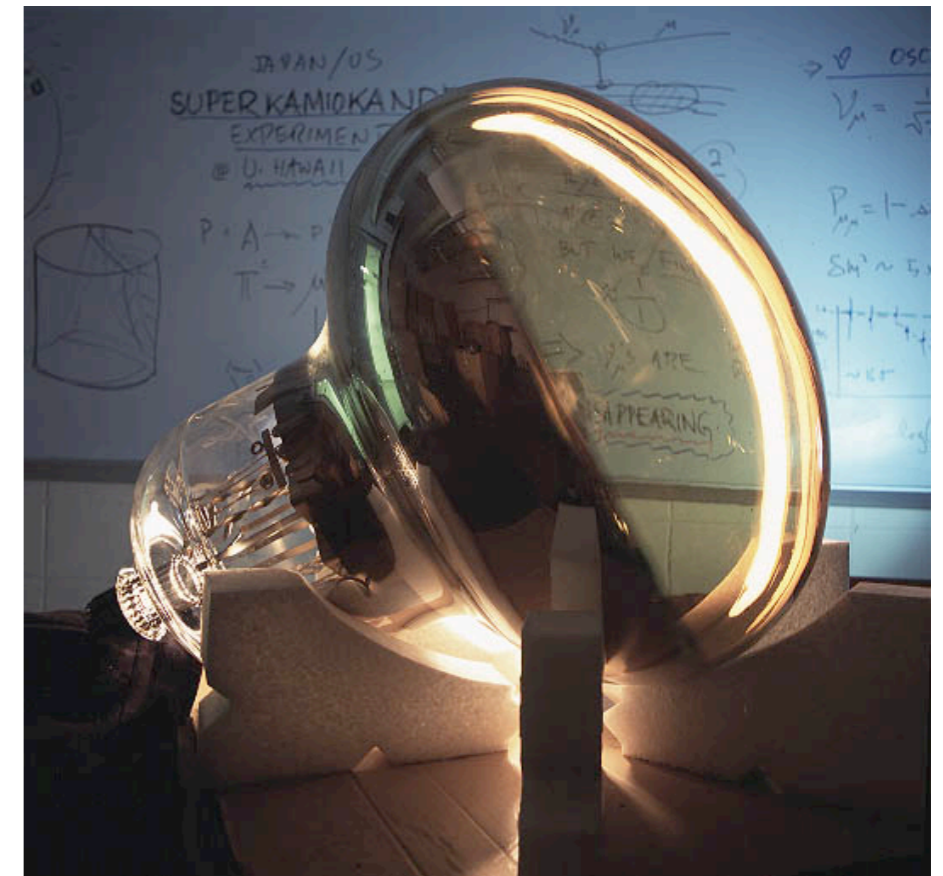
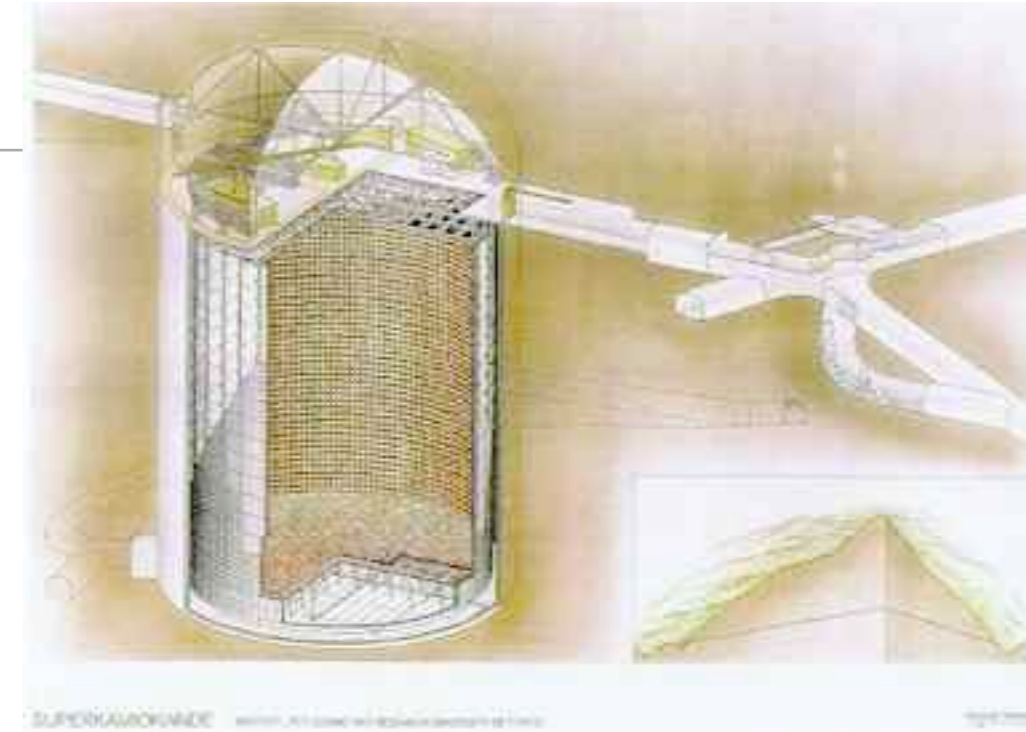
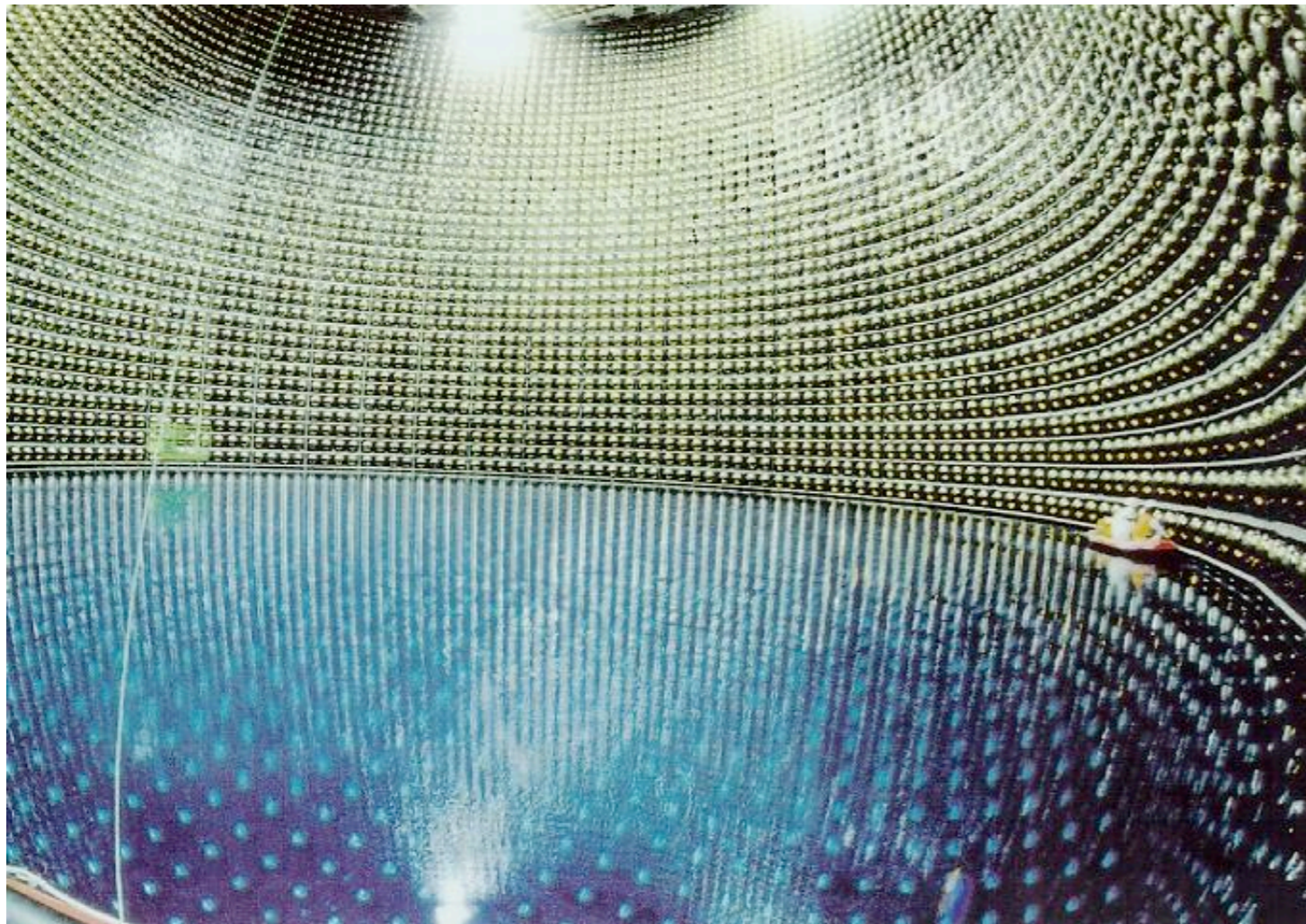
- **Im Wasser/Eis:  $n = 1.33$**

$$v > \frac{c}{n} \Rightarrow \beta c > \frac{c}{n} \Rightarrow \beta > \frac{1}{n}$$



# SuperKamiokande

- Am Kamioka Observatory in Japan
- 50 kt Wasser Cerenkov Detektor mit  $11 \times 10^3$  PMT,  $\varnothing = 50$  cm
- Nachweis von Sonneneutrinos (MeV) und atmosphärischen Neutrinos (GeV)





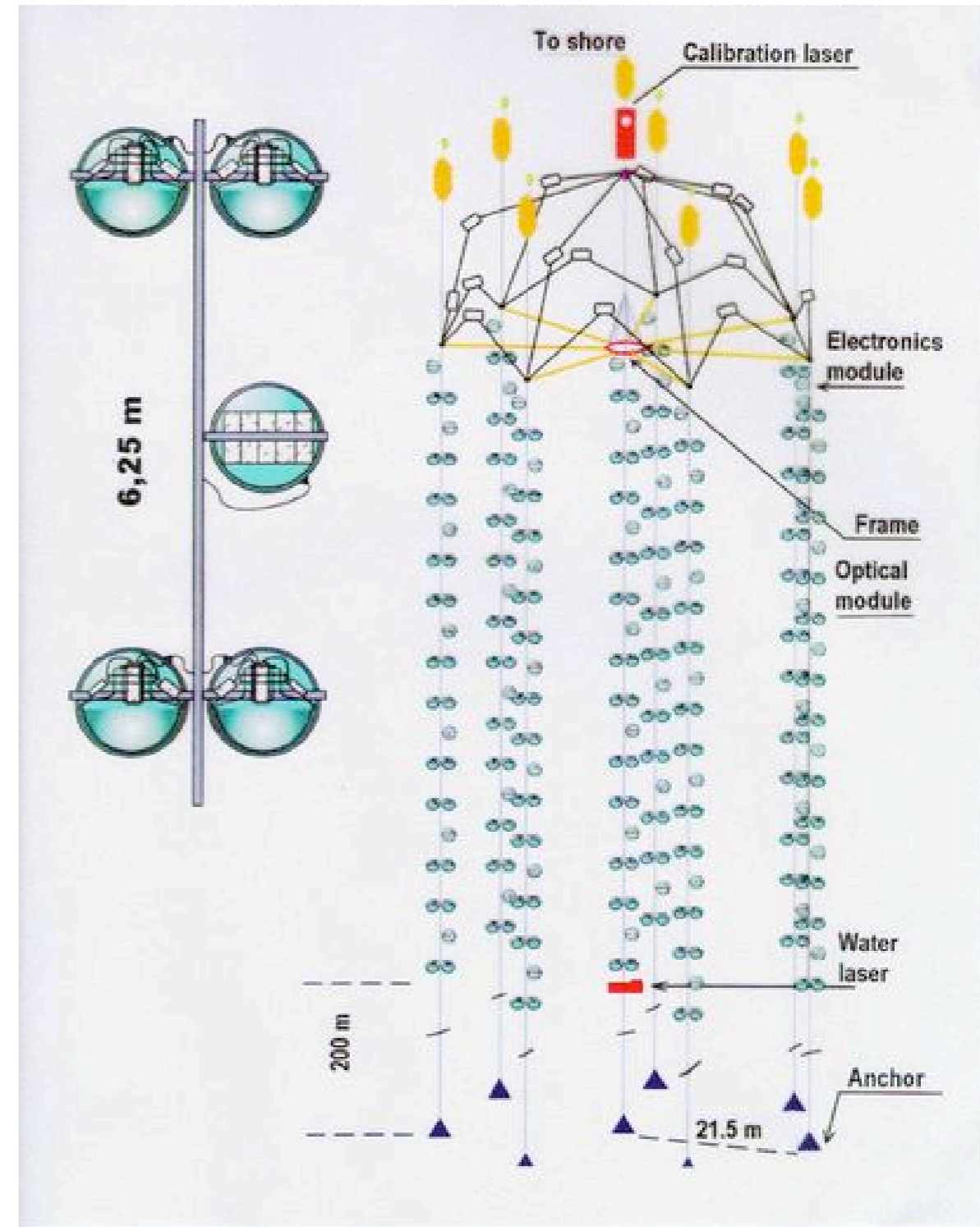
# Hochenergie Neutrino-Teleskope

- SuperKamiokande: “kleine” Fläche  $\sim 1000 \text{ m}^2$ , sehr gute Energie- und Winkelauflösung
- Jedoch: bei großen Energien ( $> 100 \text{ GeV}$ ) ist der Neutrino Fluss zu klein, um nachweisbar zu sein
- $\Rightarrow$  die effektive Fläche muss viel größer sein  $\Rightarrow$  größere Volumina
- $\Rightarrow$  nur “natürliche” Teleskope kommen in Frage (tiefe Seen, Ozeanwasser, Eis)



# Baikalsee Teleskop

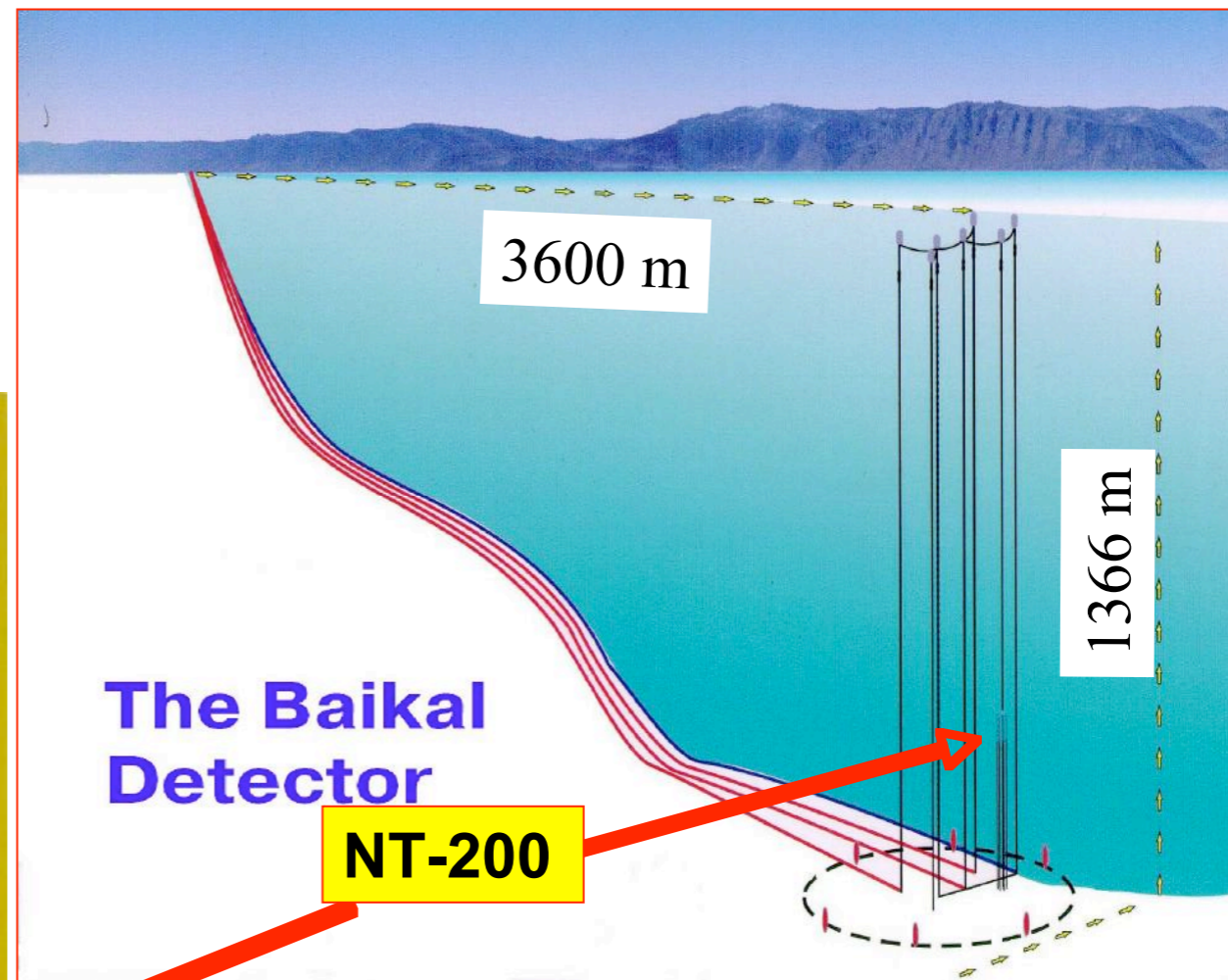
- 8 Strings mit 192 optische Module (PMTs + Elektronik)
  - effektive Fläche  $> 2000 \text{ m}^2$
  - Eis: stabil 6-8 Wochen/Jahr
- => Tests und Installation der Strings + Module



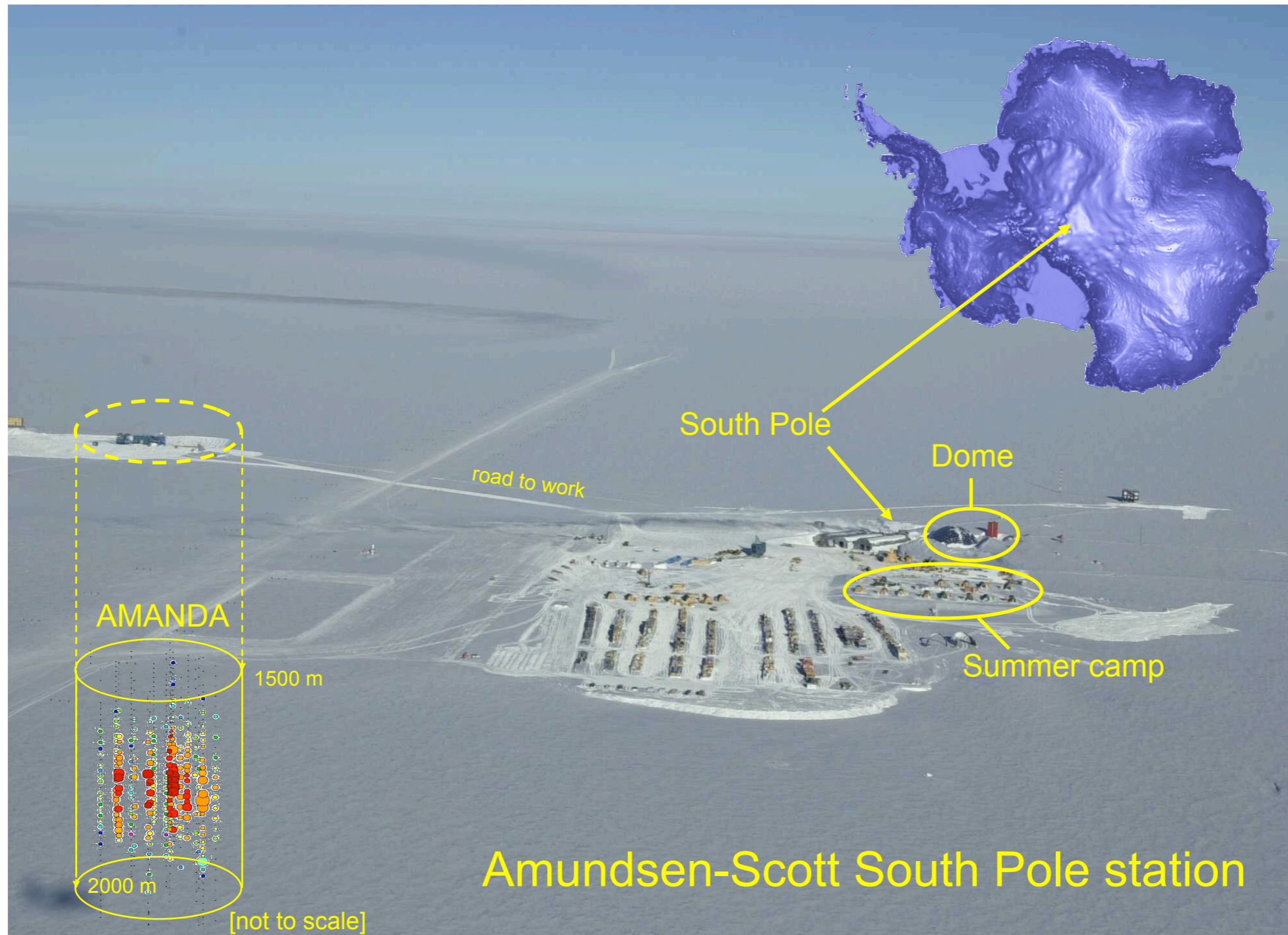


# Baikalsee Teleskop

- 4 Kabel x ~ 4 km zum Ufer
- 1366 m tief
- Viele Ergebnisse bisher
- Teleskop beobachtet seit 10 Jahren!



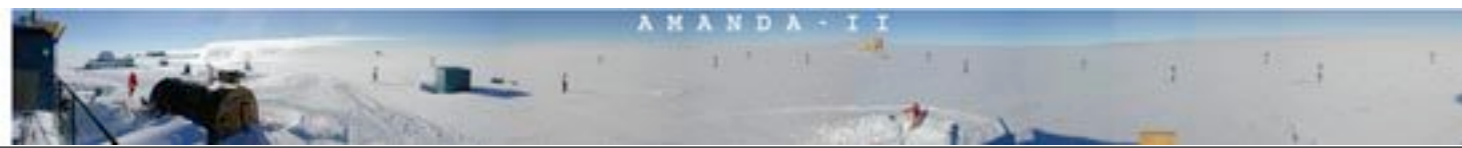
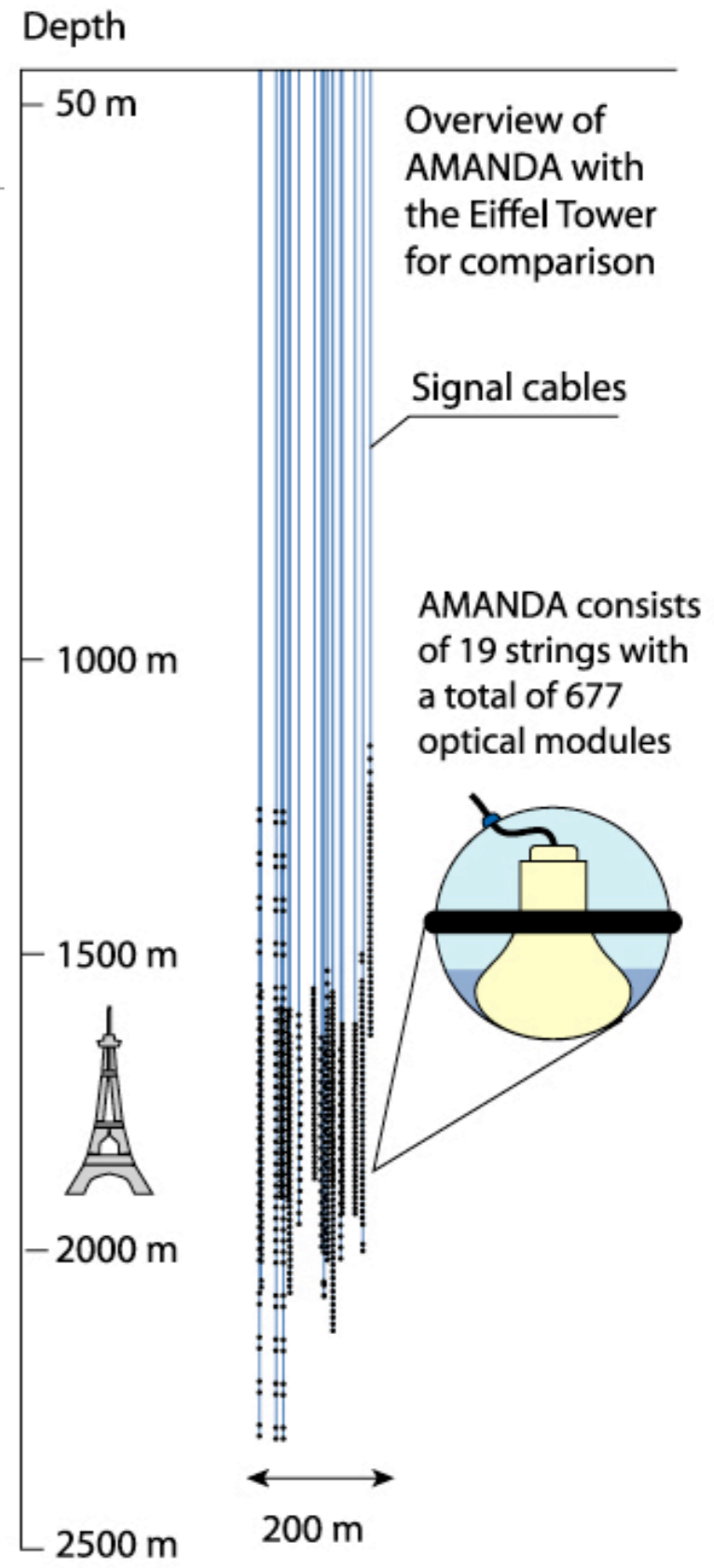
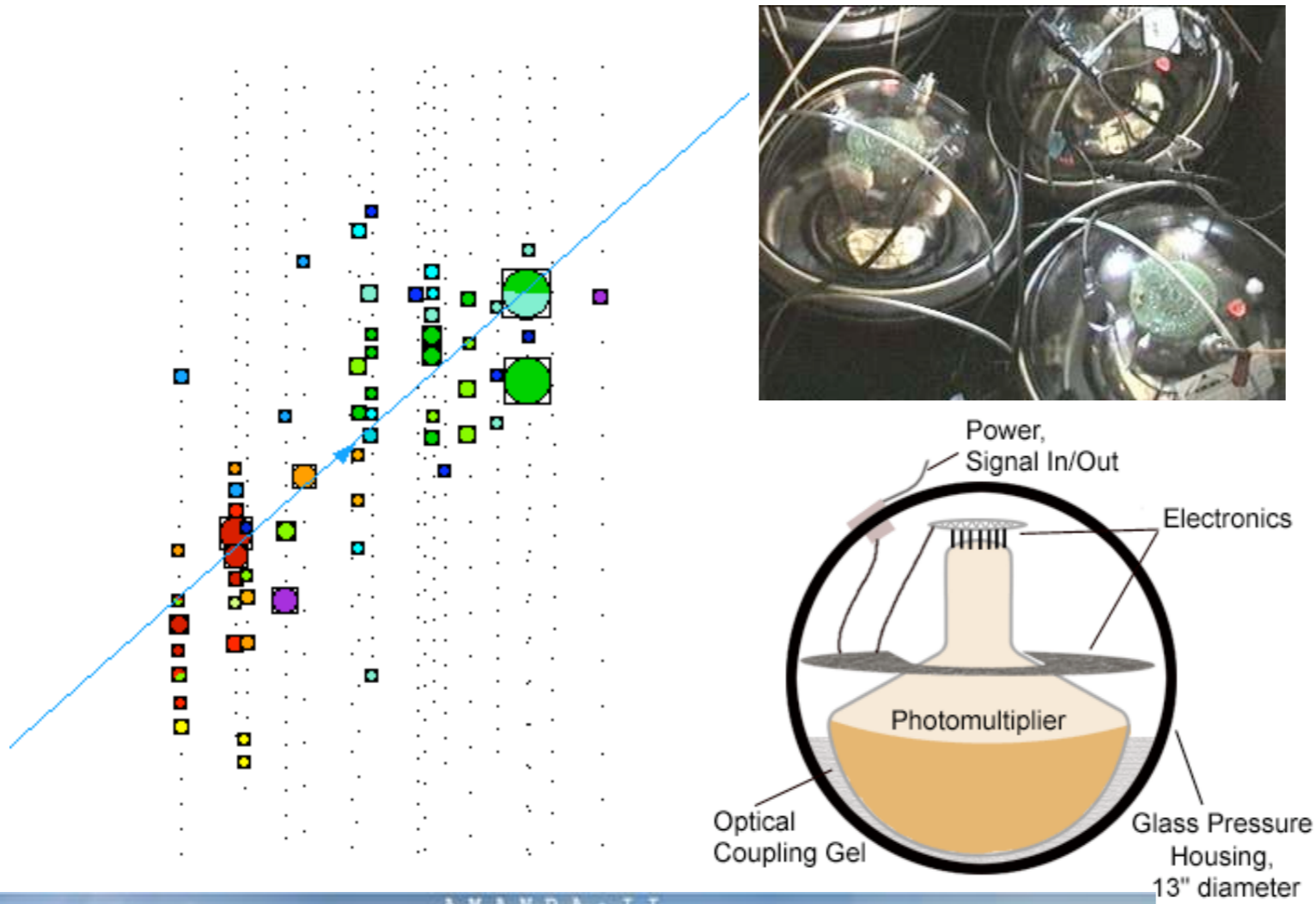
# Amanda Teleskop am Südpol





# Amanda Teleskop am Südpol

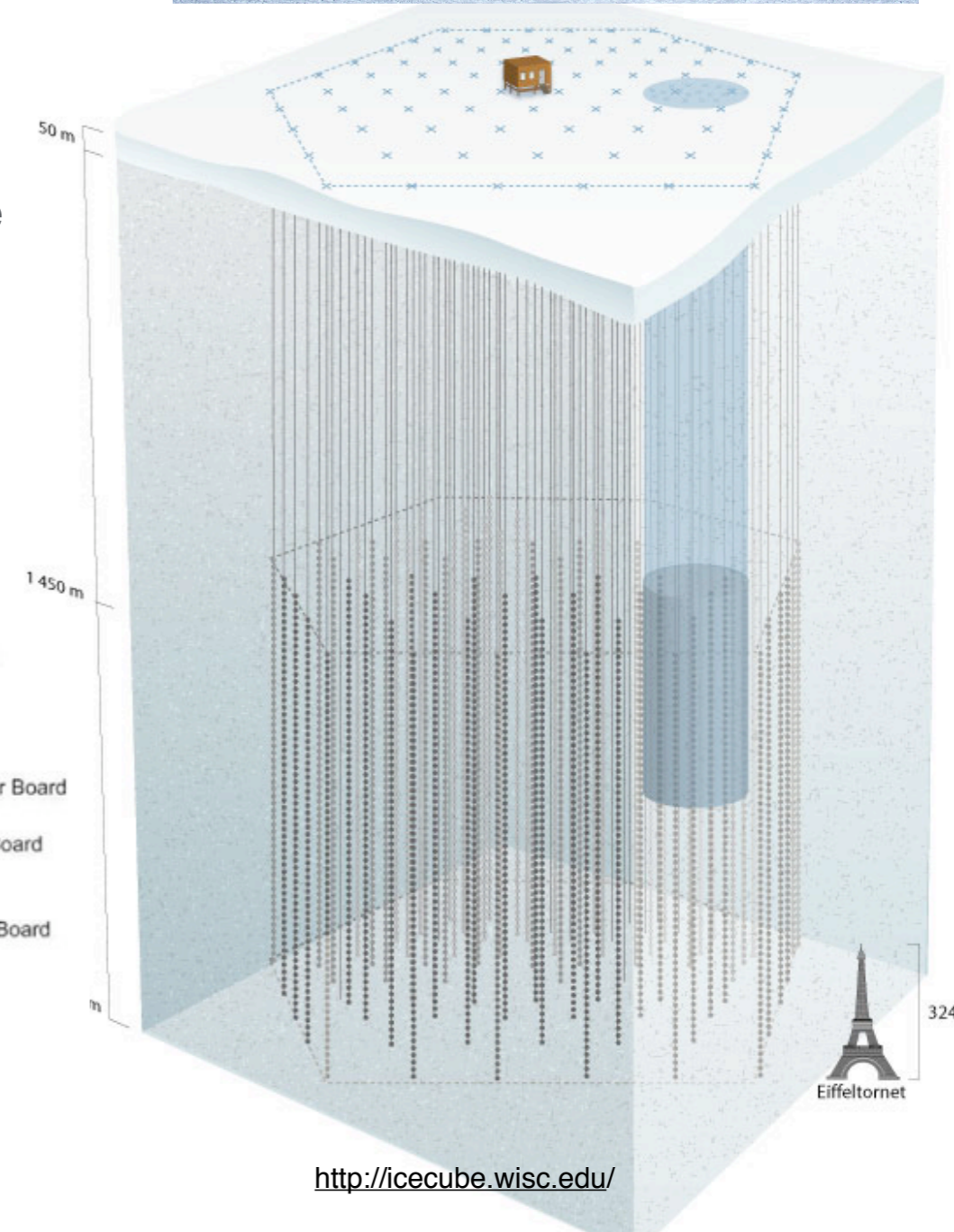
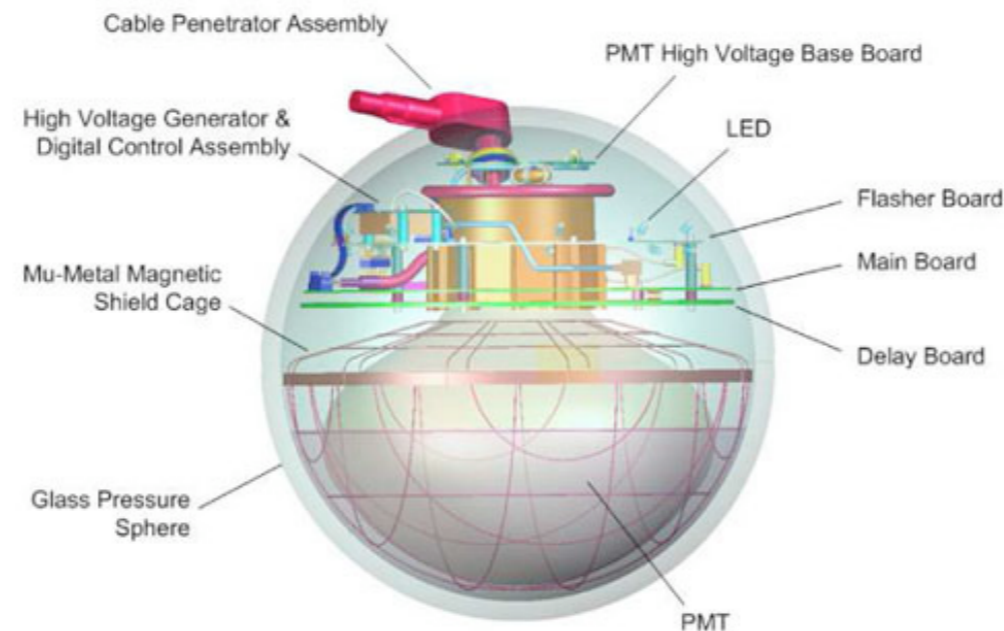
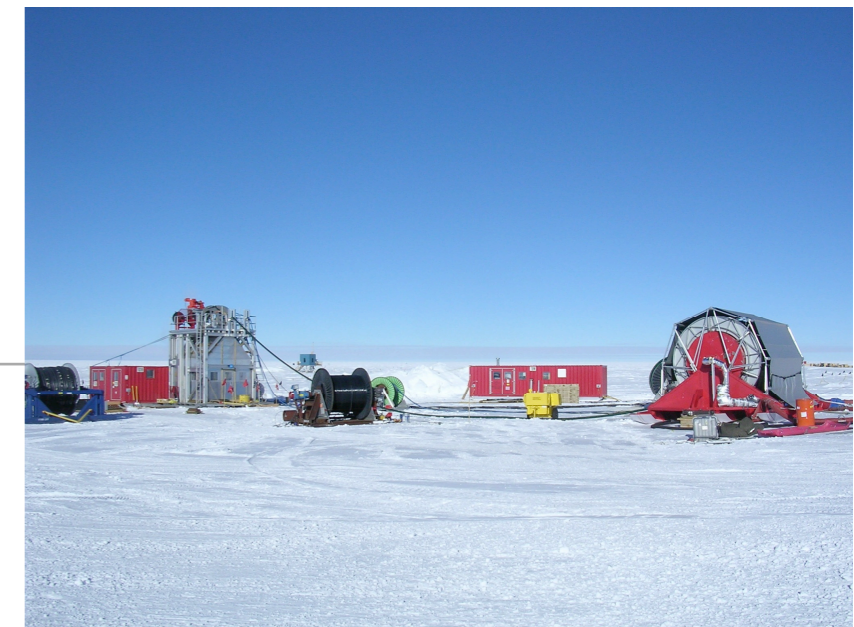
- Eis: klarster natürlicher Festkörper auf der Erde
- Cerenkov-Photonen werden bis zum 100e m von der Spur gesehen!
- 19 Strings mit 677 optischen Modulen (im 2000 fertiggestellt)





# IceCube am Südpol

- 80 Strings, 4600 digitale, optische Module (60 DOMs/String)
- 125 m zwischen Strings
- effektive Fläche 1 km<sup>2</sup>
- DOM: 25 cm Ø Hamamatsu PMT + Elektronik im Glasgehäuse
- 9 Strings schon im Eis installiert
- letzter String: im Januar 2010



<http://icecube.wisc.edu/>



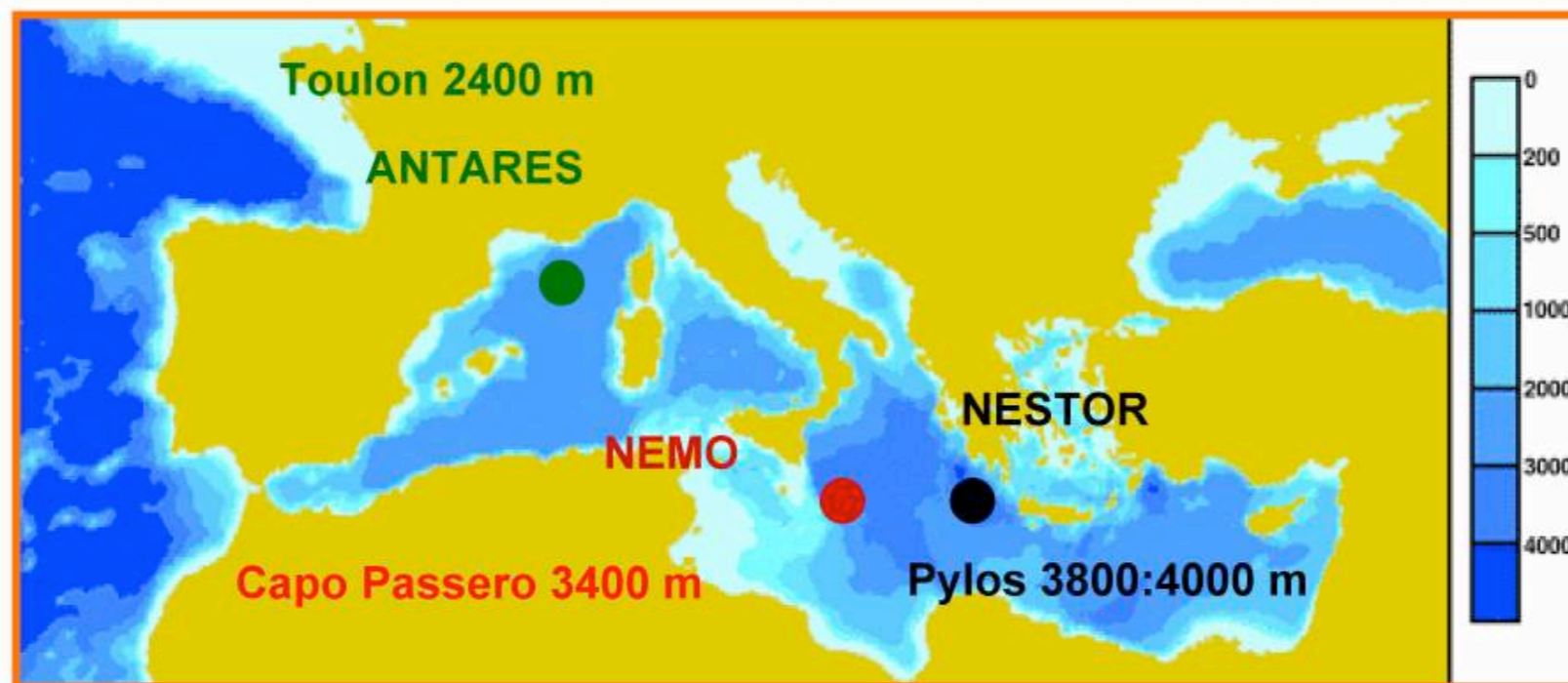
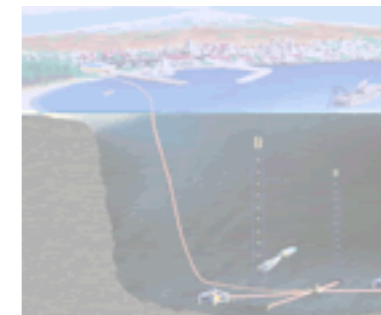
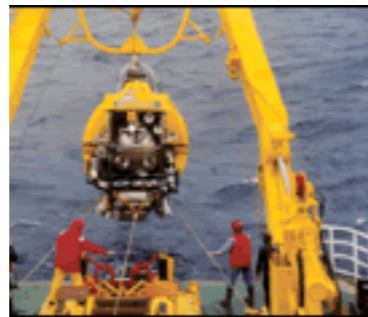
# KM3NeT (Europa)

- Europäisches Neutrino Teleskop im Mittelmeerraum
- Ziel: 1 km<sup>3</sup> - Teleskop
- Energieschwelle 100 GeV; Winkelauflösung von 0.1° (E > 10 TeV)
- Pilotprojekte:

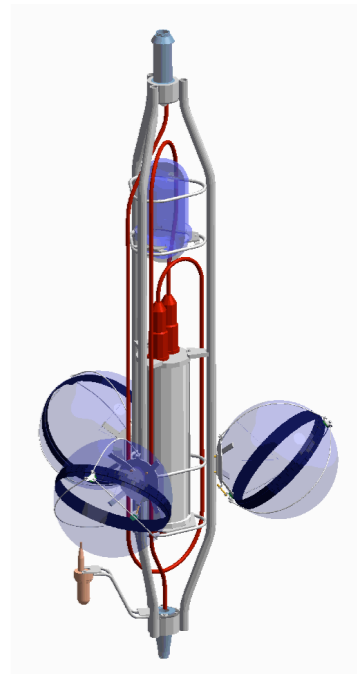
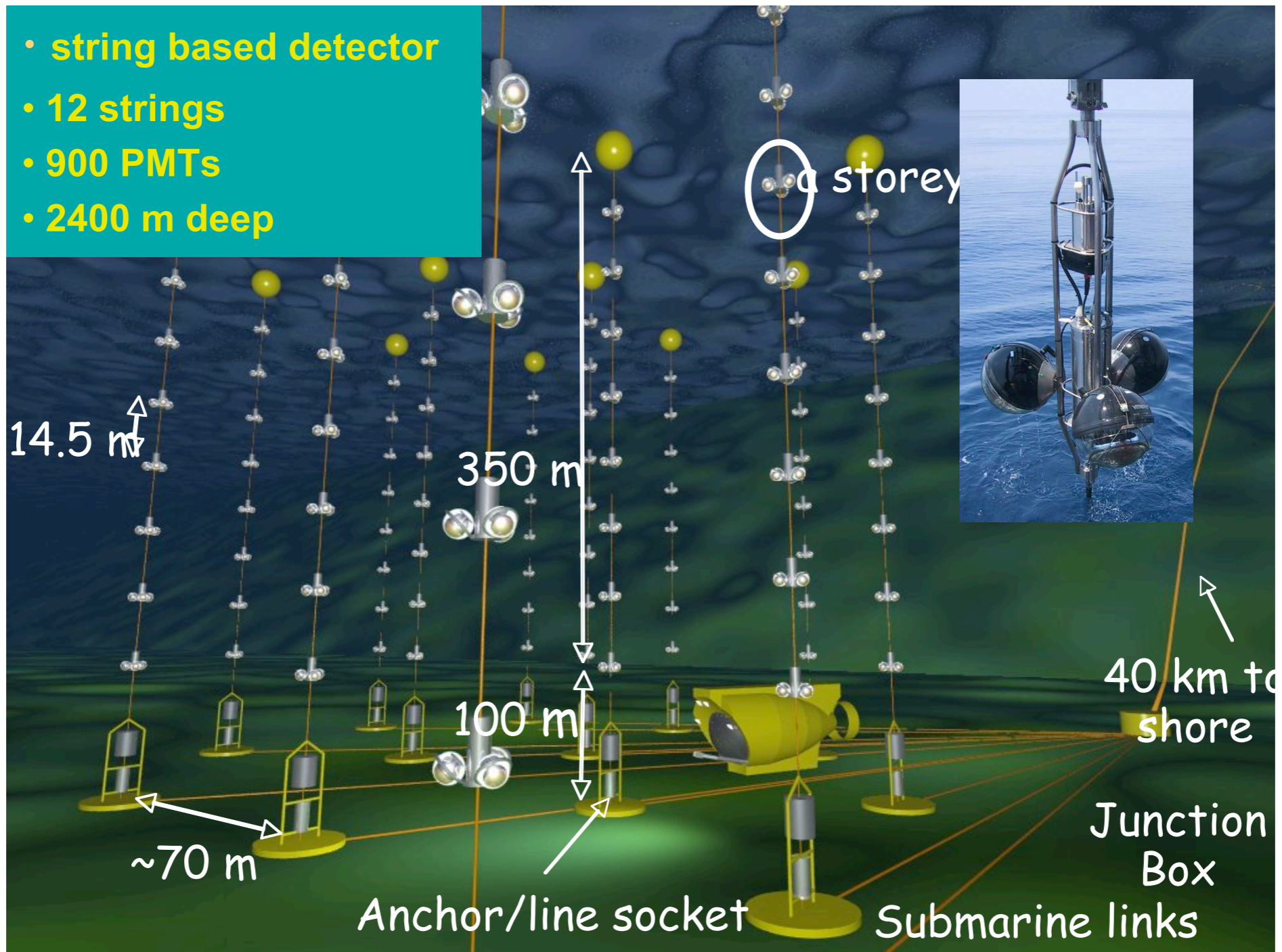
Antares

Nestor

Nemo



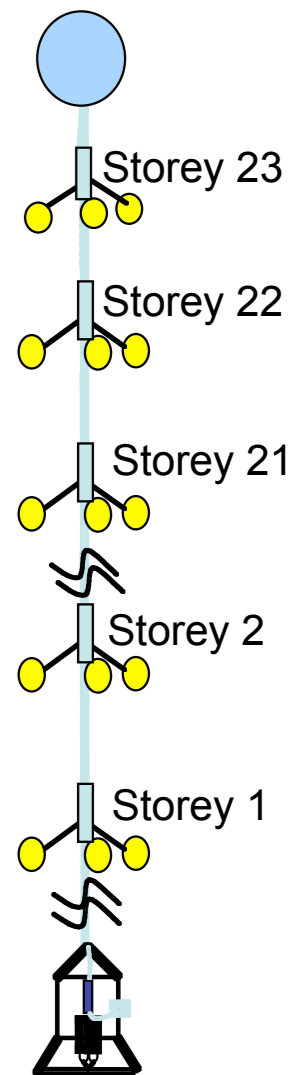
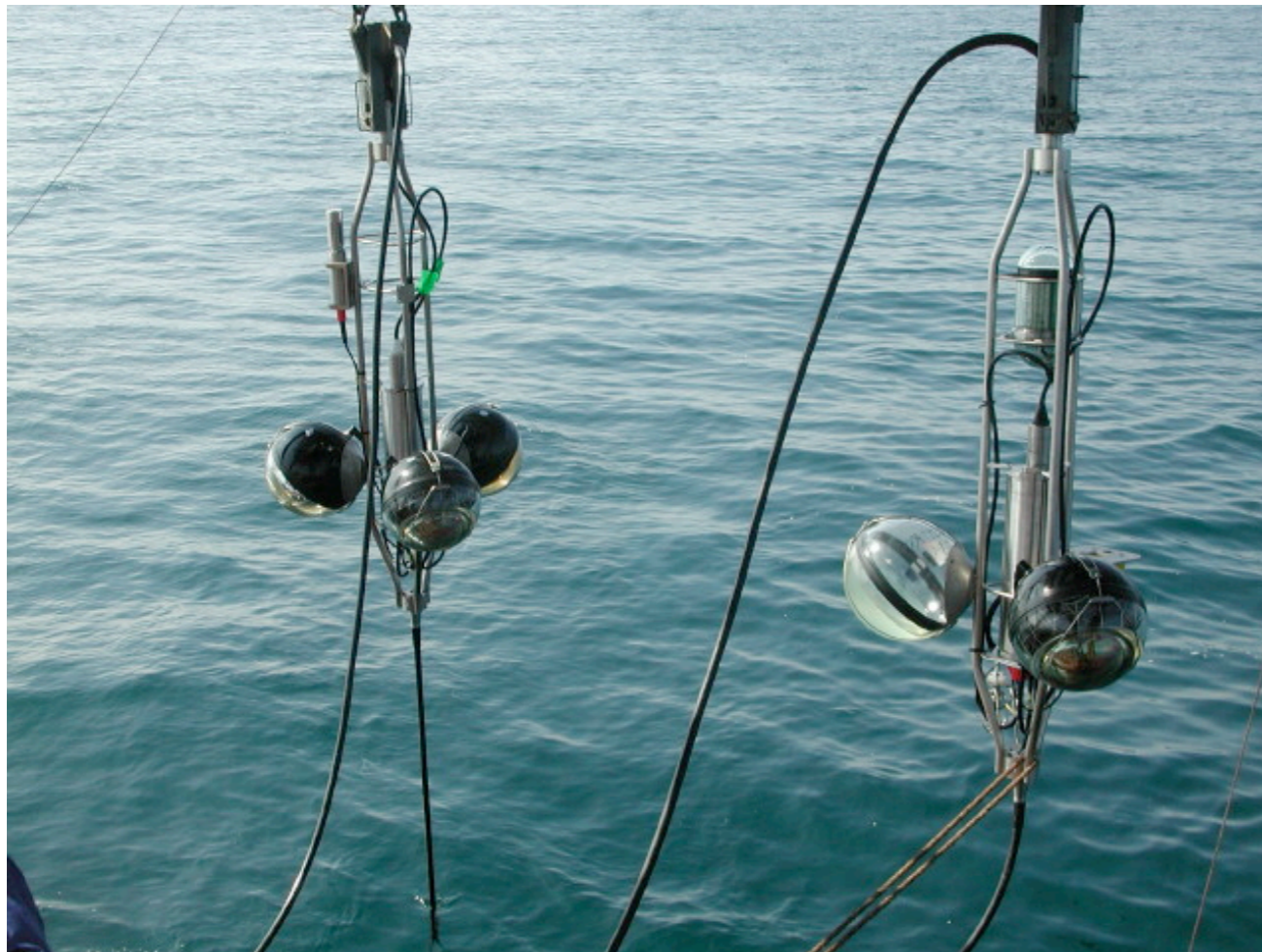
# Antares





# Antares

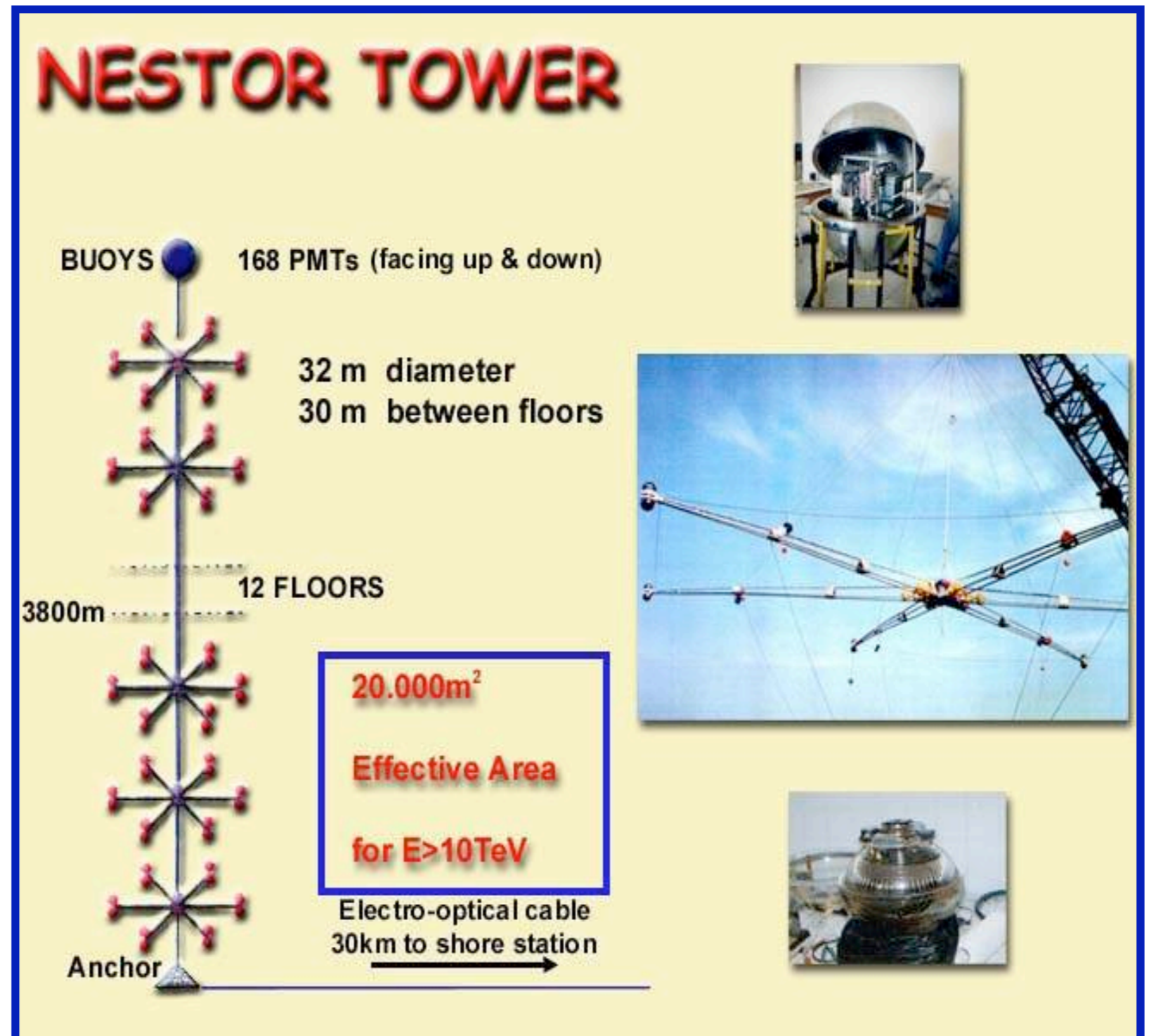
- September 2006: die ersten 2 Strings sind installiert
- Teleskop soll 2007 fertiggestellt werden





# NESTOR

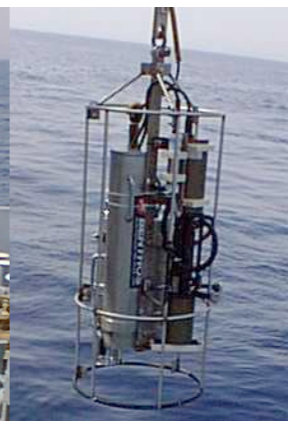
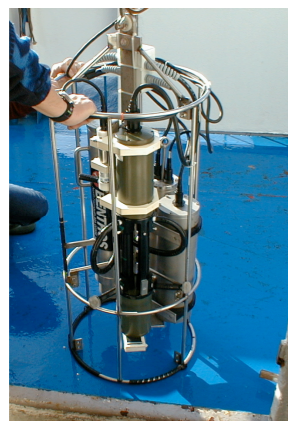
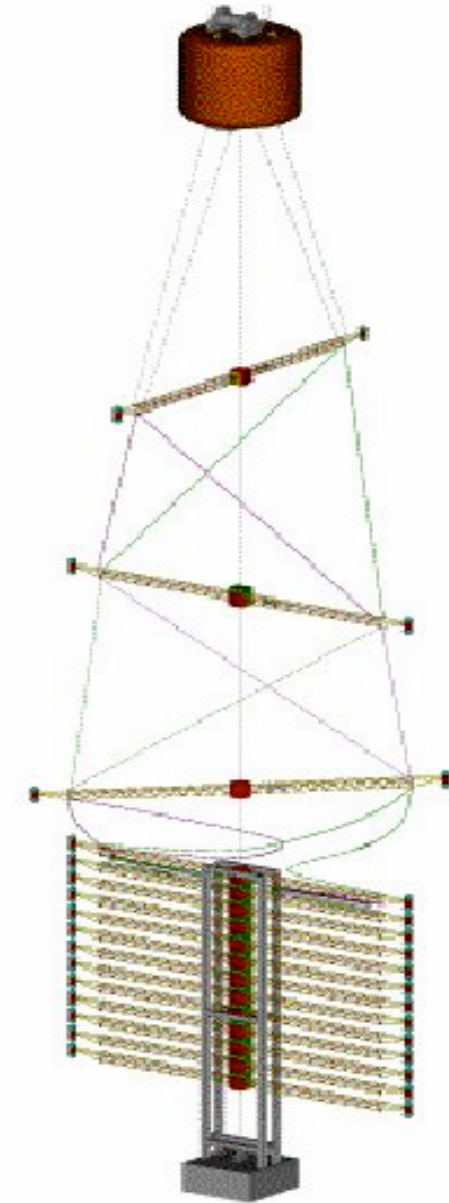
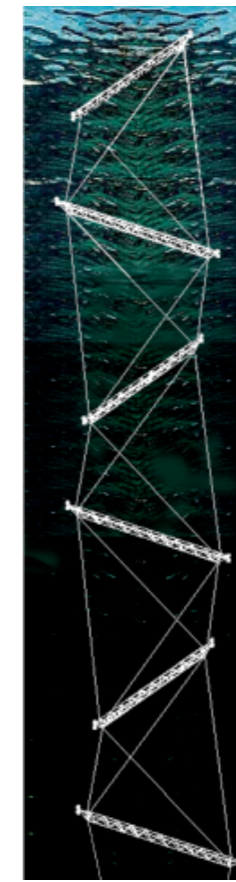
- Teleskop besteht aus "tower"
- Ziel: tower(s) mit 12 "floors"
- 32 m Durchmesser
- 30 m zwischen den "floors"
- 144 PMTs/tower
- 3800 m tief





# NEMO

- F&E für KM3NeT (Architektur, mechanische Struktur, Auslese, Elektronik, Kabel usw)
- Seit 1998, Messungen zu:
  - optischen Eigenschaften des Wassers
  - optischer Hintergrund (zB Biolumineszenz)
  - Wasserströme
  - Art und Quantität der Sedimente
  - ....





# Zusammenfassung

