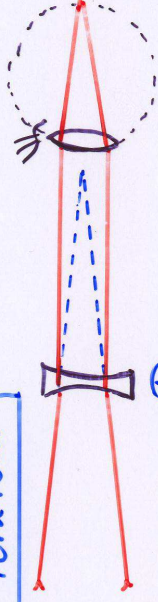


Galileisches Fernrohr



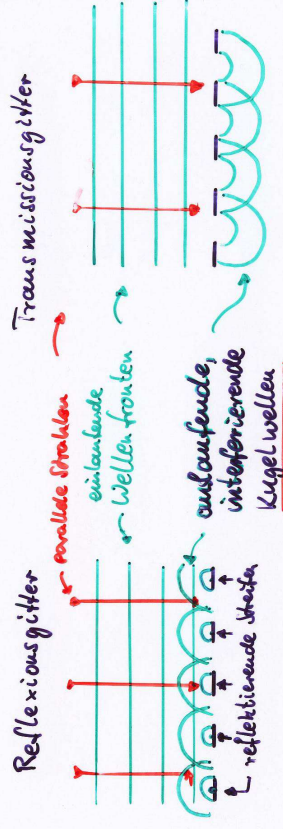
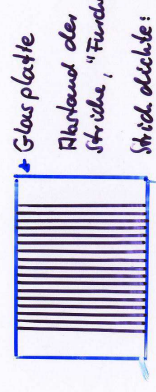
Zerstreuungslinse vor dem Brennpunkt

Vorteil: aufrechtes Bild, (kürzere Bauart)

→ Verwendung als "Opernglas"

["Feldstecher": Kepler-Fernrohre, Bild wird durch Spiegel wieder aufgerichtet!]

b) Beugung am Gitter



Huygensches Prinzip!

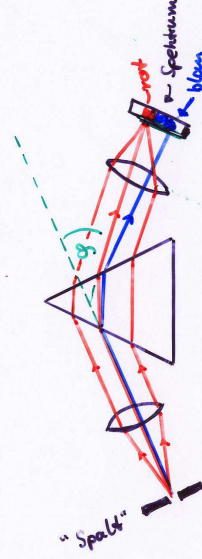
Durch Interferenz entstehen in einem Abstand $\gg d$ wieder $\approx$ ebene Wellenfronten, jedoch eine Überlagerung verschiedener Richtungen (Ordnungen!) →

Spektralapparate (Spektrographen)

2 Grundprinzipien:

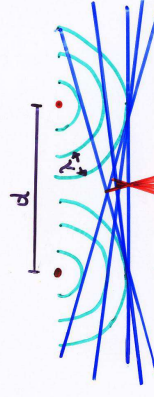
a) Brechung am Prisma

Brechungsindex $n(\lambda) \propto \frac{1}{\lambda^2}$ (ungefähr)



Winkeldispersion: $\frac{dg}{d\lambda} \propto \frac{1}{\lambda^3}$

d.h. bei 7000 Å 5-fach geringer als bei 4000 Å !



offenbar gilt:

$$\sin g = \frac{m\lambda}{d} \quad \text{also } g = g(\lambda) ?$$

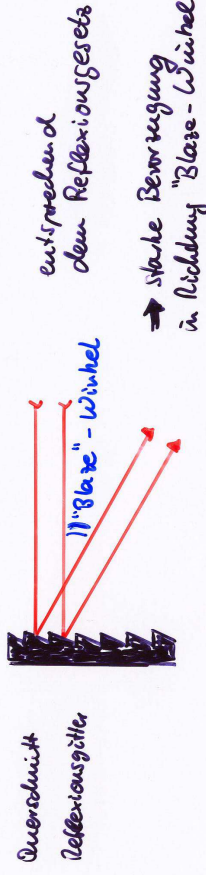
wenn $m \neq 0$

Dispersion: $\frac{dg}{d\lambda} = \frac{m}{d \cdot \cos g} \approx \text{constant!}$

Spektrale Auflösung $R = \lambda/\Delta\lambda \approx$ Zahl der ausgeleuchteten Gitterlinien
Für hohe Dispersion: • hohe Strichdichten (typisch: 500/mm)
oder • Betrieb in hohen Ordnungen

Problem: Stark abnehmende Intensität zu höheren Ordnungen, Verschwendung in nicht benutzte Ordnungen

Abhilfe: "Blaze-Gitter": Asymmetrische Form der Furchen



Problem: Überlappen der Ordnungen

jeder Winkel θ erhält Intensität aus allen Ordnungen

$$d \cdot \sin \theta = m \cdot \lambda_m = n \cdot \lambda_n = \dots$$

Abhilfe: Unterdrücken der unerwünschten Ordnungen durch Farbfilter

oder: Nutzvernachlässigung des Effekts $\Rightarrow$

Anordnung der Spektrographen:

- hinter dem Teleskop-Fokus, spaltlos
 $\rightarrow$ alle (punkt-förmigen) Objekte im Gesichtsfeld $\rightarrow$ Spektren
Nachteile: Überlappungen; Auflösung abhängig von Seig und "Verwackeln"
 b) hinter dem Teleskop-Fokus, mit "Spalt" in der Brennebene
 oft mit Fokal-Reduktor für kürzere Bauart (z.B. FORS am VLT)
 $\Rightarrow$ für hohe Dispersion
 - riesige "Kamera" (für Kollimation und Abbildung)
 $\rightarrow$ Coudé - Spektrograph
 - oder: Echelle - Cassegrain - Spektrograph (siehe oben)
- Objektiv-Prisma, -Gitter
 alle punkt-förmigen Objekte im Gesichtsfeld $\rightarrow$ Spektren (geringe Dispersion)
 $\rightarrow$ gut für Durchmusterungen, z.B. "Humboldt Quasar Survey"
 d) über Lichtleitfasern (fiber-fed)

Echelle - Spektrograph (franz. echelle = Leiter) VII. 12

- Haupt-Gitter, Blaze-Winkel für hohe Ordnungen
- "Gross disperser" (Gitter, oder Prisma)

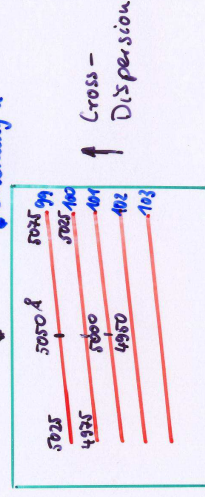
geringe Dispersion $\perp$ zum Hauptgitter

λ_c $\downarrow$ $\uparrow$ Ordnung n

Echelle-Spektrum in der Bildebene (schematisch)

z.B.:

$$m \cdot \lambda_c = \text{const.}$$



Haupt-Dispersion

Vorteil: Kompakte Anordnung des Spektrums

Nachteil: komplizierte Datenreduktion: Geometrie, Intensitätsverlauf, Zusammenfassen der Ordnungen...

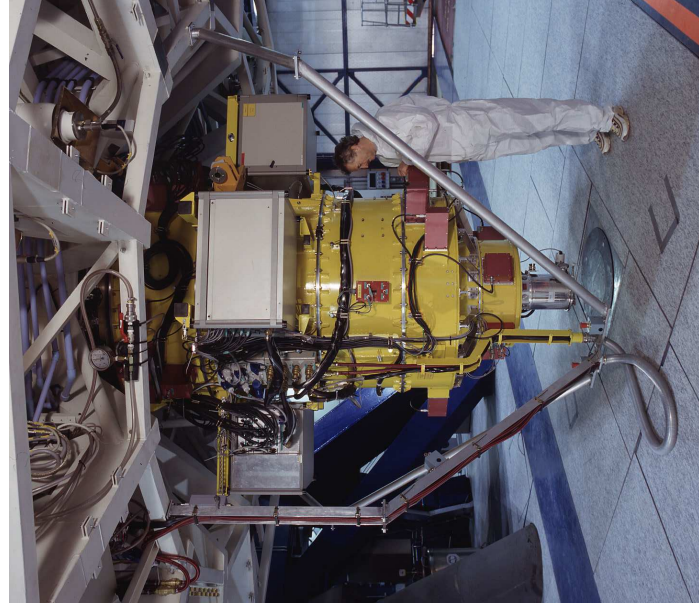
Beispiel:

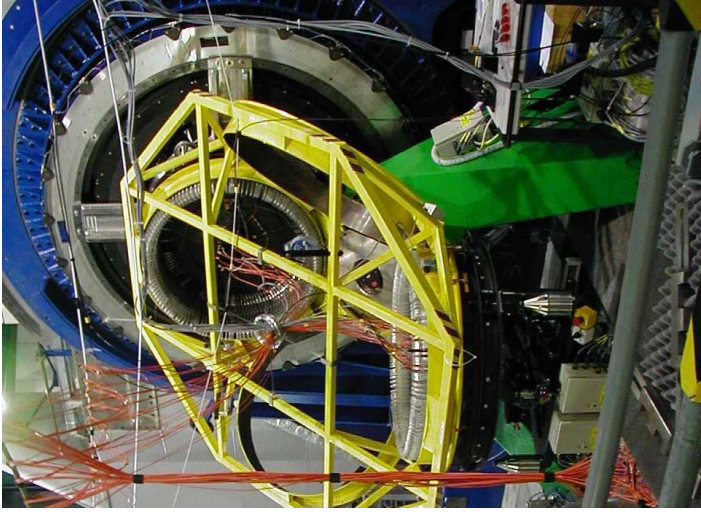
Cassegrain-

Spektrograph:

FORS1 am ESO-VLT

(Focal Reducer Spectrograph)





7-33

Multiple-Object-Spektrographen

erlauben gleichzeitige Aufnahme vieler Spektren ausgewählter Bildpunkte (z.B. Sterne) im Gesichtsfeld

Abb.: FLAMES am ESO-VLT

- (Fibre Large Area Element Spectrograph)
- Positionierungs-Einheit für die Eintritts-Enden von ca. 150 Glasfasern in der Brennebene
- Faser-Enden sitzen in den langen Eintrittsspalten von mehreren Spektrographen
- Während einer Belichtung kann in einem zweiten Rahmen die nächste Faser-Positionierung vorbereitet werden

7-34



7-34

Integral-Field-Spektrographen

gleichzeitige Aufnahme der Spektren *aller* Bildpunkte im Gesichtsfeld („3D-Spektroskopie“)

a) mit Glasfaser-Array

Abb.: PMAS am Calar Alto

Potsdam Multi-Aperture Spectrograph

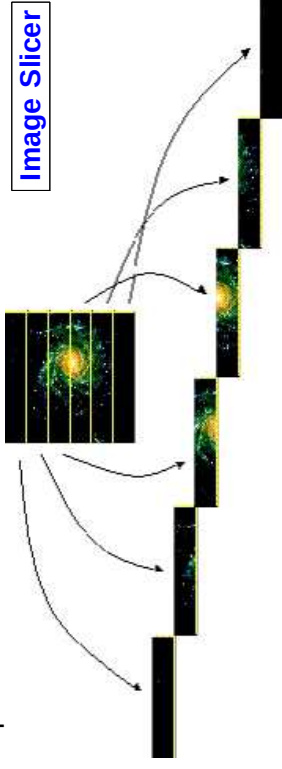
- Eintrittslinsen in kompaktes Bündel von 256 Fasern in der Brennebene
- Faser-Enden sitzen im langen Eintrittsspalt eines Spektrographen

b) durch optisches Zerlegen des Bildes in Streifen (*image slicing*)

Abb.: SINFONI am ESO-VLT

Spectrograph for INtegral Field Observations in the Near Infrared

- 32 *slices* gelangen separat in den Spektrographen-Longspalt
- entlang des Spaltes werden 64 Bildpunkte unterschieden
- 2048 Spektren



7-35

Detektoren

1) Auge

- gute räumliche Auflösung, $\approx 6 \cdot 10^6$ Pixel*
(„Picture Elements“, Bildpunkte)
- gute Zeitauflösung (≤ 0.1 sec)
– keine längere Integrationen möglich
- Empfindlichkeitschwelle:
Punktquelle mit $\approx 10^4$ Photonen/sec
 $\approx$ Stern 6. Größe
Empfindlichkeit maximum bei $5100 \text{ \AA} \pm 500 \text{ \AA}$ (Halbwertsbr.)
(Schwarz-weiß; bei stärkeren Intensitäten Farbsicht!)
- enorme Dynamik ($\approx 10^9$)

VII. 13 7-36

7-36

4) CCD (Charge coupled device)

- Halbleiter - Array, gitterförmige Anordnung
- Zahl der Pixel z.B. $1024 \times 1024 \approx 10^6$
- Pixelgröße z.B. 30μ , 15μ
- durch Belichtung: Ansammlung von Elektronen in Potentialmulden
- Auslesen nach der Belichtung durch rhythmisches Anlegen von Potentialen auf die Zeilen bzw. Spalten
→ dadurch "Ausfüllen" der Elektronen
→ Auslesen sequenziell über eine Ecke des Arrays

Vorteile:

- linear, hohe Dynamik
- hohe Quantenauflösung (bis 80%)
- geringes Rauschen (bei Kühlung mit fl. N_2 !)

Nachteile:

- nicht UV, IR - empfindlich
- beschränkte Größe, = quadratisch
- keine Zeitauflösung
- Brechungs- und Reflexionsverlust ("Fringes")

Teleskop - Montierungen

VII. 16

Meridian - Kreis

historische Bedeutung → Positionsbestimmungen

- Teleskop nur um 1 Achse schwenkbar

- Positionsmessung:

in δ : Teilkreis ①

in RA: → Zeitmessung

des Meridian-Durchgangs

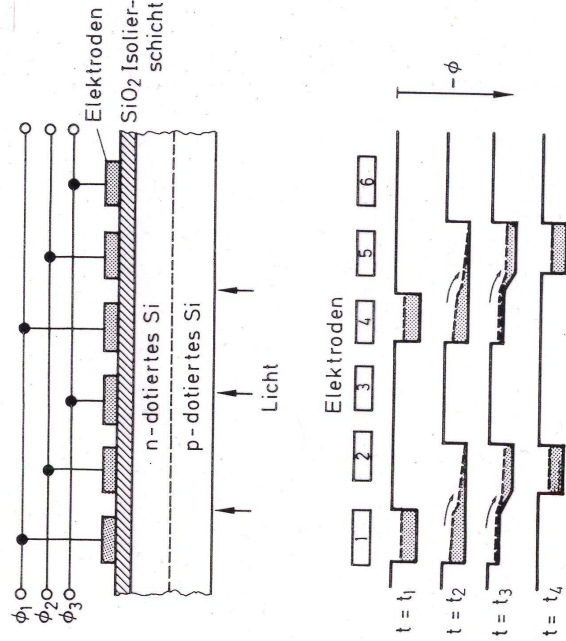
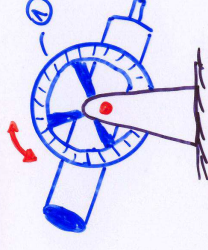


Abb. 3.2.12. Schematischer Aufbau und Prinzip des Ausleseverfahrens bei einem dreiphasigen CCD (Charge-coupled Device). Die anfangs ($t = t_1$) unter den Elektroden 1 und 4 angesammelten Ladungen werden durch stufenweise Änderungen der Potentiale ϕ (Zeiten t_2 und t_3) so verschoben, daß sie sich bei t_4 unter den Elektroden 2 und 5 befinden.

Parallaktische Montierung

= Normalfall bei optischen Teleskopen (bis ca. 6m Öffnung)

1 Achse parallel zur Erdachse

Vorteil: einfache Nachführung der täglichen Bewegung
(gleichförmige Drehung um die Polachse !)

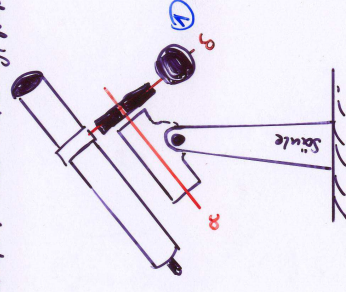
Nachteil: asymmetrisch belastete schräge Achse

→ (bei sehr großen Teleskopen) mech. aufwendig, groß, schwer

Typen z.B.:

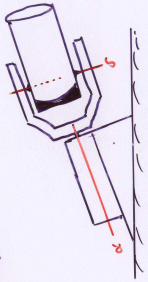
"Deutsche Montierung"

asymmetrisch, mit
Gegengewicht ①



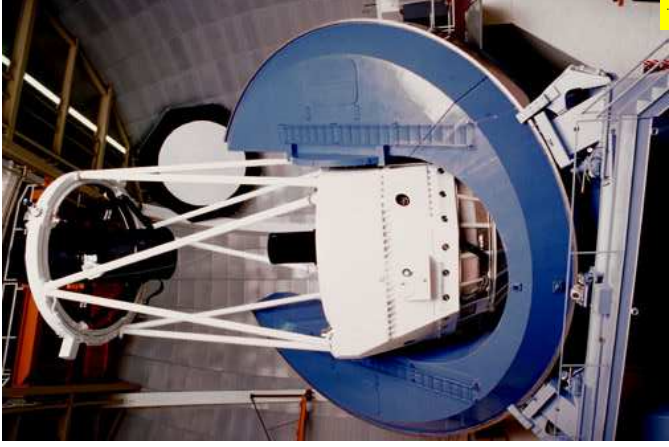
Gabel-Montierung

Gabelmontierung



oft in Form einer Hufeisen-Montierung

Abb.: 4m-Teleskop auf dem Kitt Peak



7-41

3

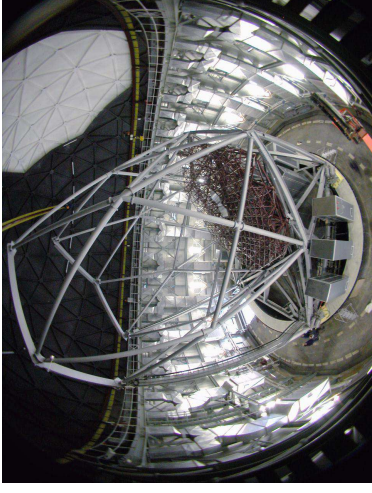
... oder auch gar keine Montierung:

Feststehender Primärspiegel

- Nachführung des Fokalinstruments (z.B. Lichtleitfaser-Eintritt)
- Preiswertes Teleskop für Spektroskopie

Beispiele

- Hobby-Eberly-Teleskop (HET) in Texas/USA: Effektive Fläche wie 9.2m, 91 Segmente



- Abb.: Southern Africa Large Telescope (SALT) in Südafrika: Effektive Fläche wie 9.2m, 91 sphärische (!) Segmente

3

7-42

3

Azimutale Montierung

Radio teleskope ; alle beweglichen Teleskope > 6m Öffnung
= 1 Achse senkrecht (zum Erdhoden) meist als Gabelmontierung

Nachteile: • Nachführbewegung

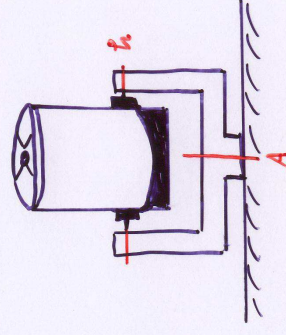
ungleichförmig, um beide Achsen

→ kein Problem bei Computer-Nachführung

• Bildfeld drehung

→ ggf. Kompensation durch zusätzliche Optik / Mechanik

Vorteile: kompakt, mechanisch ausgewogen → leichter, billiger!



Weltraum - Teleskope

- Schwenken des gesamten Satelliten ("Pointed Observation")

durch Drehveränderung von Trägheitsbreiten
(Drehimpulserhaltung!)

oder

- stufenweises Abtasten des Himmels ("Scanning")
durch Kreisbewegung des Satelliten

z.B.:

- Astrometrie-Satelliten (HIPPARCOS, Gaia)
- ROSAT (Röntgen) während des All Sky Surveys
- Mikrowellen-Satelliten COBE, WMAP, Planck

7-44

3

Instrumente für andere Spektralbereiche

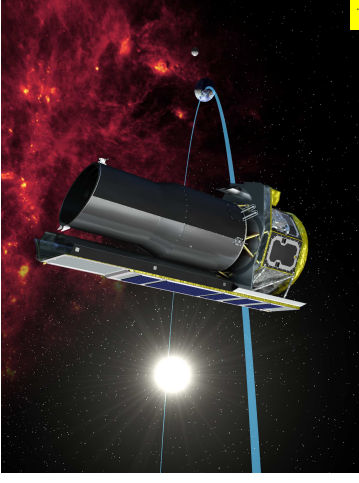
Nahes Infrarot (J, H, K-Band)

- Spiegelteleskop am Erdboden
- gekühlte Fokalinstrumentierung
- Halbleiter-Detektoren (CCD-ähnliche Arrays)
- z.B. CRIRES am ESO-VLT

(CRYogenic high-resolution InfraRed Echelle Spectrograph)

Mittleres und fernes Infrarot

- Spiegelteleskop im Weltraum
 - weg von der Erde
 - Wärmeschild gegen Sonne
 - alle Komponenten gekühlt
 - Kühlmittelvorrat (flüssiges Helium) begrenzt Lebensdauer
 - *Abb:*
- Spitzer Space Observatory



Das Hubble Space Telescope (HST)

benannt nach Edwin P. Hubble, dem Entdecker der "Nebelflucht"

- Finanzierung durch NASA und ESA (ca. 10^{10} US-Dollar)
- der gesamten *Scientific Community* zugänglich
- vielseitiges Großteleskop auf niedriger Erdumlaufbahn ($U = 90$ min)
- Baubeginn 1978, Start mit dem *Space Shuttle* am 25.04.1990
- Primärspiegel mit **2.4 m Durchmesser** Cassegrain (Ritchey-Chrétien)
- Wellenlängenbereich: Ultraviolett bis Infrarot ($1100 \text{ \AA} - 2.6 \mu\text{m}$)

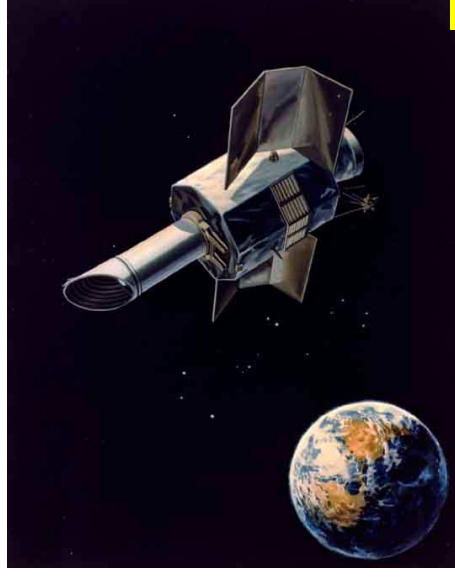


Ultraviolett (UV)

- Spiegelteleskop im Weltraum
- Detektoren:
 - MAMA (Multi-Anode Microchannel Array)
 - CCD nur im nahen UV

IUE (1978-1996) → *Abb:*
(International Ultraviolet Explorer)

- UV-Spektrograph (Low-resolution- und Echelle-Mode)
- extrem erfolgreich: ~100 000 Spektren



Auflösungsvermögen fast nur beugungsbegrenzt: $0.05''$ im UV

- zunächst nicht erreicht wegen starker sphärischer Aberration (Herstellungsfehler des Hauptspiegels)
- doch noch hergestellt durch Einsetzen der Korrektur-Optik COSTAR (First Servicing Mission, Dez. 1993)
- Servicing Missions mit dem Space Shuttle (Reparaturen, Wiederaufheben der Umlaufbahn): SM1 (12-1993), SM2 (2-1997), SM3A (12-1999), SM3B 3-2002), SM4 (12. Mai 2009)

Fokalinstrumente (heutiger Stand)

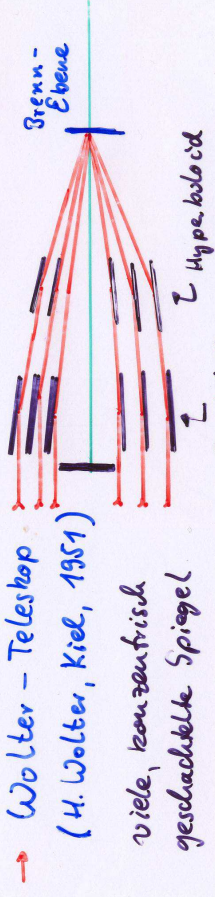
- Wide Field and Planetary Camera
- Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS) - repariert in SM4
- Advanced Camera for Surveys (ACS)
- Cosmic Origin Spectrograph (COS) - neu in SM4



Röntgen-Teleskope

- HEAO-2 ("Einsteink") 1978
- ROSAT 1990-1998
- Chandra 1999 -
- XMM 1999 -

Problem: Reflexion an Spiegeln nur unter ganz flachem Winkel



Detektoren

bis ROSAT: Prinzip des Geiger-Müller-Zählrohrs
 Pixel durch gitterförmige Anordnung der Entladungsdrähte
 heute: spezielle Röntgen-CCDs
 ein Photon erzeugt viele Elektronen (Maß für Energie → Spektrum)
 permanentes rasches Auslesen

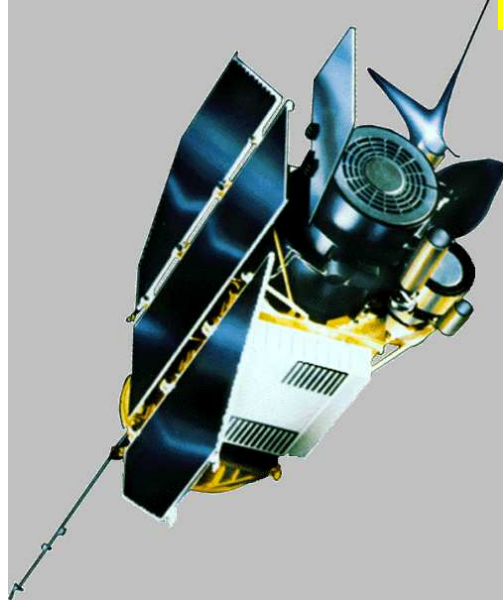
ROSAT (ROentgen SATtelit, 1990- 1998)

Zwei Arbeitsphasen:

- Gesamt-Himmelsdurchmusterung: ROSAT All Sky Survey (RASS)
- Pointed Observations

Zwei Kameras:

- High-Resolution Imager (HRI)
- PSPC: "Spektroskopie" sehr geringer Auflösung



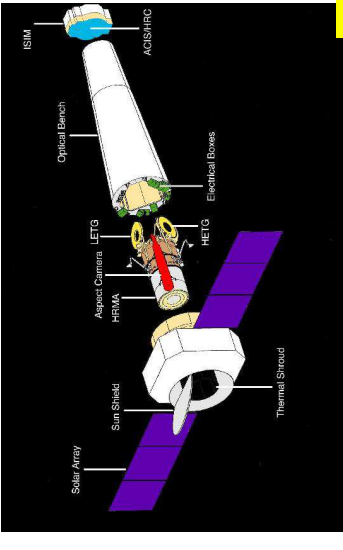
CHANDRA X-ray Observatory (CXO) der NASA

- Gestartet mit Space Shuttle: 23.07.1999
- Hilfsraketen → Umlaufzeit 64 Stunden
- hoher, elliptischer Orbit, 10 000 ... 140 000 km
- meist über Van-Allen-Strahlungsgürteln
- 4-fach geschachteltes Wolter-Teleskop, 10m Brennweite (!)
- HRC: High Resolution Camera mit Micro-Channel-Plates
- ACIS: Advanced CCD Imaging Spectrometer (energieauflösend!)

Optional:

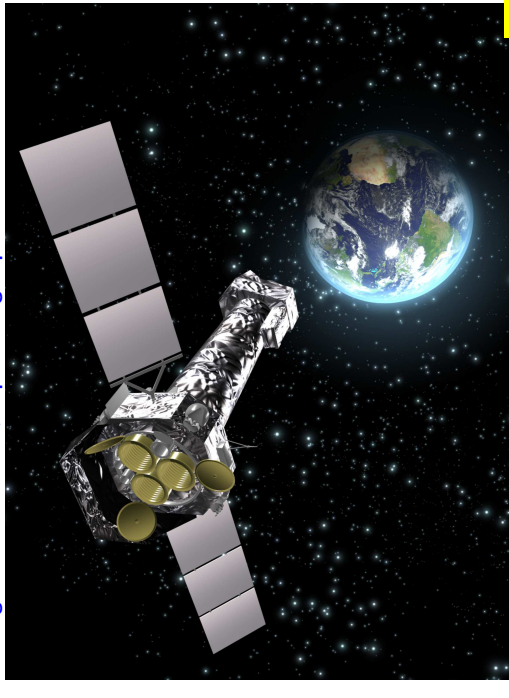
Transmissionsgitter (Golddrähte) im Hauptstrahlengang

- HETGS: High Energy Transmission Grating Spectrometer
- LETGS: Low Energy Transmission Grating Spectrometer



XMM-Newton (ESA, 1999-)

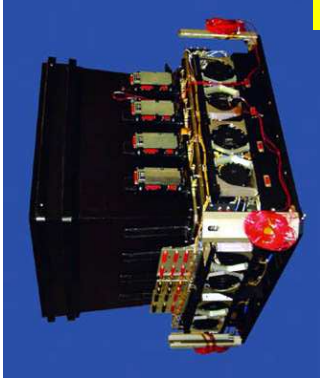
- 3 parallele Teleskope, je 58 geschachtelte Spiegel
- 2 Teleskope stets mit Reflexionsgitter (Gold, flacher Einfall)
- effektive Fläche: Image ~1000 cm², Spektrographen ~100 cm²



Gamma-Strahlen ($10^5 \dots 10^{10}$ eV)

aktuelle Satelliten

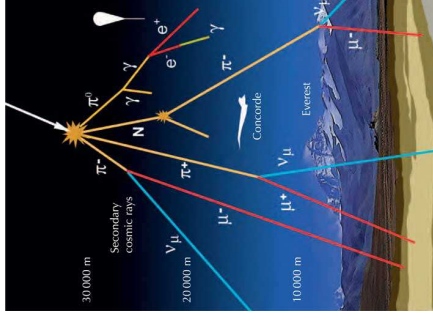
- INTEGRAL (2002 -)
(International Gamma Ray Astrophysics Laboratory), von ESA, USA, Russland u.a.
großes Instrument (4t, → Abb.), hohe Bahn
Teleskop-Prinzip: *Coded Mask Technique*, Auflösung 12'
- SWIFT (NASA) (Nov. 2004 -)
speziell zur Beobachtung von γ -Ray-Bursts (GRBs)
- Überwachung eines grossen Gesichtsfelds ($\frac{1}{6}$ des Himmels!)
• binnen 20...72s Schwenk → Beobachtung des *Afterglows*
- BAT (Burst Alert Telescope) für γ -rays, *Coded Mask*, Auflösung 4'
- XRT (X-Ray Telescope)
- UVOT (UV/Optical Telescope mit Spektrograph (→ Rotverschieb.))



7-53

Cerenkov-Teleskope

- Kosmische Strahlen lösen in der Hochatmosphäre einen Teilchenschauer aus
- Sekundärteilchen sind z.T. schneller als Lichtgeschwindigkeit im Medium → Cerenkov-Leuchten
- Man kann unterscheiden, ob ein Luftschauer von einem γ -Quant oder einem kosmischen Teilchen ausgelöst wurde
- Ereignisse sind sehr selten → spezielle Teleskop-Arrays zur Überwachung großer Flächen
- mehrere Teleskope zur stereoskopischen Rekonstruktion des Schauers
- aktuelle Teleskope: MAGIC (Kanarische Inseln), H.E.S.S. (Südafrika, Abb.), VERITAS (Arizona, USA)



7-55

Coded Mask Technique

- großer, abschirmender Kasten
- Boden mit Detektoren gepflastert (bei SWIFT-BAT: Array von 32k energieauflösenden Halbleiterdetektoren (CdZnTe), je 4x4x2mm)
- Deckel: Maske, ca. 50% Lochfläche in einem zufälligen Muster (→ Abb.)
- γ -Strahlen von einem Bildpunkt am Himmel erzeugen Schattenbild der Lochmaske auf dem Detektor
- "Entfaltung" erlaubt Rekonstruktion des Bildes
- Beispiel Punktquelle: 1. Quant trifft auf bestimmtes Pixel - Rückprojektion der Maske an den Himmel lässt 50% frei; 2. Photon auf einem anderen Pixel → Rückprojektion → Schnittmenge mit Projektion vom 1. Photon → 1/4 des Gesichtsfeldes frei, usw.



7-54

VII. 20

Radio-Teleskope

- Reflektor: Parabolspiegel
Genauigkeitsanforderung $\propto$ Wellenlänge
(z.B. bei $\lambda = 21$ cm reicht Nachendbrakt!)
- Detektor: im Primärfokus [sch. auch: Cassegrain-Anordnung]
Antenne (meist "Horn-Antenne") $\leftarrow$ Beugungsbild,
+ Verstärker (Vausdarm!) } d.h. nur 1 Bildpunkt

1) Einzel-Antenne z.B. Effelsberg / Eifel

schlechtes Auflösungsvermögen (MPI Bonn)

z.B. $D = 100$ m, $\lambda = 21$ cm $D = 100$ m

→ 9° (vergl. VII.1)

7-56

7-56

2) Antennen - Arrays

7-57

mehrere Antennen, phasengerecht zusammengeschaltet

- Auflösungsvermögen wie bei einer Antenne vom Durchmesser des Arrays
- durch interferometrische Auswertung (Erddrehung!) → Rekonstruktion von 2D-Bildern in einem kleinen "Gesichtsfeld"

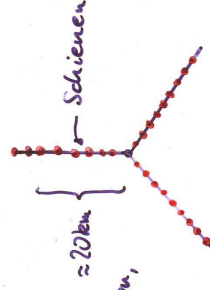
z. B.: VLA = Very Large Array (1979)

in New Mexico, USA

27 einzelne Parabolantennen,

jede ϕ 25m

verschiedene Konfigurationen möglich (da auf Schienen)

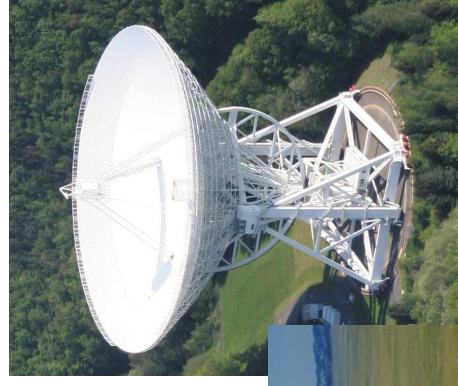


Radioteleskope

7-58

Effelsberg (Eifel, Deutschland) - größtes bewegliches Einzel-Teleskop

Very Large Array (VLA)
New Mexico (USA)



LOFAR (Low Frequency Array)

- Radio-Interferometer
- relative lange Wellen:
10 - 80 MHz (30 - 3.8 m), 110 - 240 MHz (2.7 - 1.2 m)
- bisher ~50 Antennen-Stationen über Europa verteilt
- eine davon in Potsdam-Bornim (Abb.)



Neutrino - Detektoren

Problem: geringer Reaktionsquerschnitt mit Materie!

- jedoch (theoretisch erwartet) hohe Flusddichte:

z.B. $\approx 10^{10}$ Neutrinos pro cm^2 pro sek aus der Sonne

a) Brookhaven ^{37}Cl Neutrino - Detektor (seit 1970)

- 1500 m tief in der "Homestake Mine" (chem. Goldbergwerk) (South Dakota, USA)
- weg. Abschirmung von kosmischer Strahlung
- Tank mit 610 t C_2Cl_4 ("PER")
- Reaktion: $\nu + ^{37}\text{Cl} \rightarrow ^{37}\text{Ar} + e^-$
[Nüchternheit mit $\tau_{1/2} \approx 35 \text{ d}$]
- "Sonnenschein" des ^{37}Ar mit He und etwas ^{36}Ar

b) Galex (seit 1990)

beim Gran-Sasso - Straßentunnel, Italien

30 t Gallium (teuer!) als flüssiges GaCl_3

Reaktion: $\nu + ^{71}\text{Ga} \rightarrow ^{71}\text{Ge} + e^-$

Schwellenenergie: 0.233 MeV

→ erfährt Hauptteil der Sonnen- Neutrinos

→ **bestätigte das Sonnen-Neutrino-Problem!**

vermutliche Lösung:

Neutrinos haben eine Ruhemasse → Umwandlung zwischen Elektron-, μ - und τ -Neutrinos

- Anfrören des Argons auf gefüllte Aktivkohle

→ ist proportional zählbarer

- Abwachen der Rückreaktionen



Probleme: • nur wenige Atome ^{37}Ar pro Durchlauf

- Schwellenenergie 0.8 MeV: erfährt nur 10^{-4} der solaren Neutrinos, nicht die Hauptreaktion

Ergebnis: Messung $\approx \frac{1}{3}$ Theorie

→ das **Sonnen-Neutrino-Problem**

c) Detektoren für Hochenergie-Neutrinos

- IMB [Irvine-Michigan-Brookhaven] am Erie-See, USA

- Kamiokande II (Japan)

in tiefen Bergwerken

nur ab $\approx 10 \text{ MeV}$

d.h. keine Sonnen-Neutrinos

- z.T. etwas Richtungs-Auflösung

- gute Zeit-Auflösung!

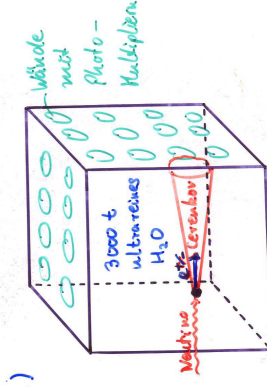
Bisherige Beobachtungen:

am 23.2.1987 um 7^h 35^m:

8 Neutrinos am IMB
11 " am Kamiokande II

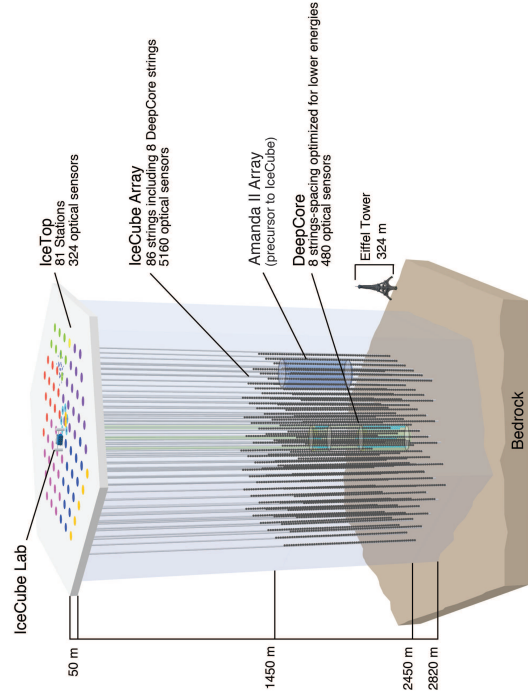
- Explosion des Supernov 1987A
in der Großen Magellanschen Wolke

gemessene Flusddichte $\approx 10^9$ Neutrinos / cm^2



IceCube

- für Hochenergie-Neutrinos > 100 GeV
- Detektormaterial: 1 km^3 Eis in der Antarktis



- je 60 Photomultiplier an 86 Strängen
- misst Cerenkov-Licht der Neutrinos
- Mindestens zwei Neutrinos 2013 gemessen (*Ernie and Bert*)

3

Gravitationswellen-Detektoren

Meßprinzip

- Abstandsmessungen durch Michelson-Interferometrie
- simultan in (mindestens) zwei verschiedenen Richtungen
- lange Meßwege, Vervielfachung durch Spiegelung
- Unterdrückung aller möglichen Störsignale

GEO 600 (bei Hannover)

- 2 x 600m Armlänge

LIGO (*siehe Abb.*)

= Laser Interferometer
Gravitational-wave
Observatory (USA)

- zwei ähnliche Detektoren an versch. Orten
- 2 x 4 km Armlänge

LISA (im Weltraum)

- *Pathfinder* abgelehnt



3

Gravitationswellen

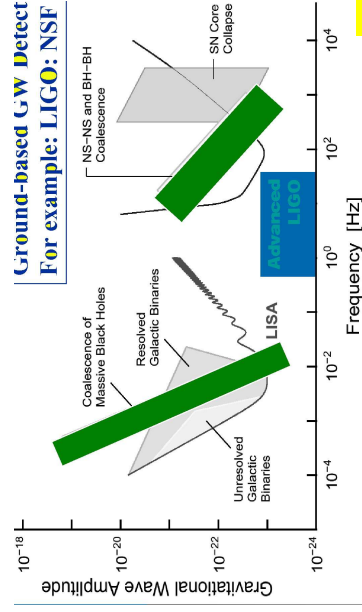
- von der Allgemeinen Relativitätstheorie vorhergesagt
- mit c_{light} propagierende Störungen der Raumzeit
- noch nicht experimentell nachgewiesen
- mögliche Quellen:
 - enge, kompakte Doppelsterne (Neutronensterne, Schwarze Löcher)
 - verschmelzende kompakte Doppelsterne

- asymmetrischer
Gravitationskollaps
(Supernova)

- Big Bang

• Frequenzbereich:
 $10^{-4} \dots 10^4$ Hz

• Amplitude: $10^{-24} \dots$
 10^{-20} relative
Abstandsänderung



3