

# Astronomische Beobachtungen I

Methoden der Astronomie für Nicht-Physiker

**Björn Malte Schäfer & Markus Pössel**

Astronomisches Rechen-Institut/Haus der Astronomie

20.10.2016 – 26.1.2017

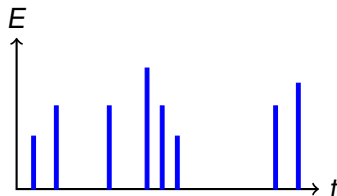
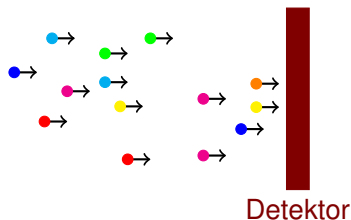
# Aufwändiges passives Beobachten



Visible and Infrared Survey Telescope (VISTA) der ESO Bild: ESO/Y. Beletsky

# Was ist Licht?

Teilcheneigenschaft: Lichtenergie kommt am Detektor in Form von Paketen an, genannt Lichtquanten oder Photonen



Jedes Photon hat eine eindeutige *Energie*, die einer *Farbe* entspricht.

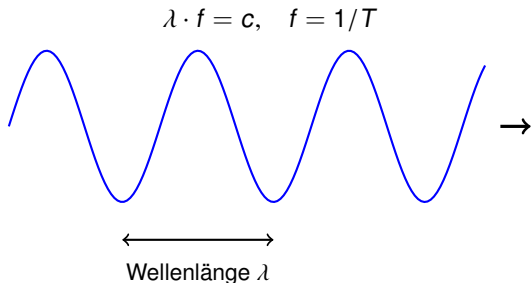
Jedes Photon bewegt sich (im Vakuum) geradlinig mit Lichtgeschwindigkeit.

# Was ist Licht?

Welleneigenschaften: Wellen können sich überlagern und miteinander interferieren

Maxwell (1860er): Licht ist eine elektromagnetische Welle (elektrisches / magnetisches Feld schwingen)

Mit  $\lambda$  Wellenlänge,  $c$  Lichtgeschwindigkeit,  $f$  Frequenz,  $T$  Schwingungsdauer:



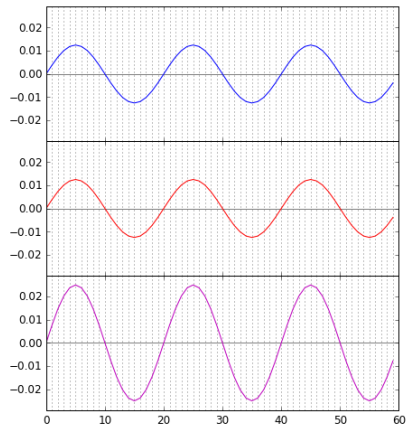
# Interferenz von Wellen



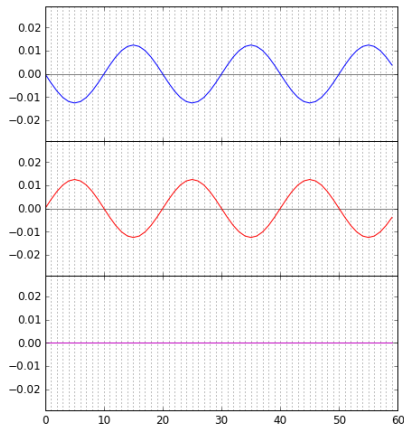
Bild: Benutzer stux auf pixabay.com, Public Domain

Wellen überlagern sich, können sich dabei verstärken / auslöschen

# Interferenz von Wellen



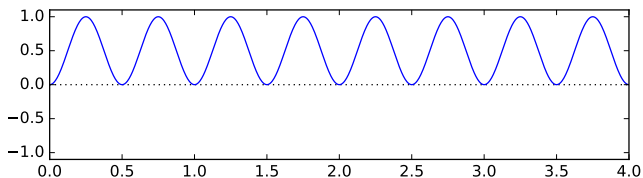
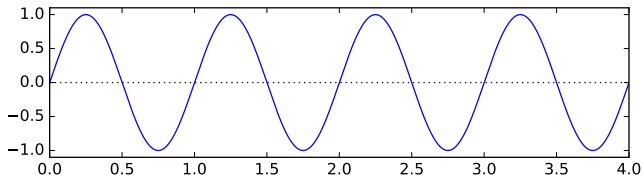
Konstruktive Interferenz  
Verstärkung



Destruktive Interferenz  
Auslöschung

# Welle und Teilchen – wie geht das?

Vereinfacht: Quadrat der Wellengröße entspricht Häufigkeit von Photonen (genauer: Aufenthaltswahrscheinlichkeit)

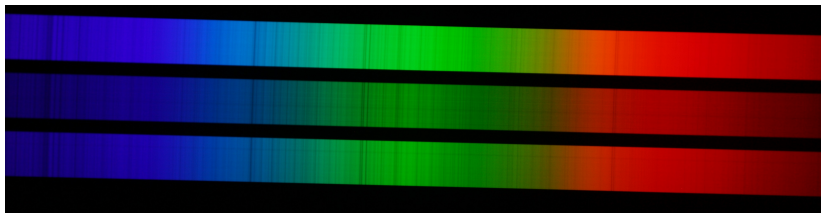


# Wellen und Teilchen

Einfache Sinuswelle mit fester Wellenlänge  $\lambda$ , Frequenz  $\nu$  bestimmt Aufenthaltswahrscheinlichkeit von Photonen der Energie

$$E = h\nu$$

mit  $h = 6.626 \cdot 10^{-34}$  Js dem Planckschen Wirkungsquantum



Wellenlängen entsprechen den Elementarfarben des Spektrums. Weiß und weitere Farben ergeben sich als *Mischung* vieler Photonen mit unterschiedlichen Wellenlängen. Jenseits dieses Ausschnitts: IR, UV, Radiowellen, Röntgen. . .



# Lichteigenschaften zusammengefasst

- Licht ist ein Photonengemisch
- Aufenthaltswahrscheinlichkeit / Photonenhäufigkeit ist Quadrat einer Wellenfunktion
- Teilchen: Kommt in Form von Photonen an
- Wellenartig: Interferenz möglich
- Photonenenergie  $E = h\nu$

... was also kann man überhaupt beobachten?

# Grundlagen: Astronomische Beobachtungen

Was kann man überhaupt beobachten?

Welche Eigenschaften des Lichts ferner Objekte kann man messen?

Grundlagen:

**Photonen abzählen  $N$**

**Einfallsrichtung von Photonen bestimmen  $\theta$**

**Photonenenergie bestimmen  $E$**

**[Störungen dämpfen/eliminieren]**

# Astronomische Beobachtungen

Konventionellere  
Beschreibung:

Beobachtungsrichtungen  
ergeben 2D-Bild (Abbildung)

Gesamt-Photonenenergie  
aus Region ergibt Helligkeit  
der Region (Photometrie)

Häufigkeitsverteilung der  
Photonenenergien ergibt  
Spektrum des Objekts  
(Spektroskopie)



Bild: ESA/Hubble & NASA

# Bedingungen für genaue Messungen

Bedingungen für genaue Messungen: was ermöglicht die genaue Bestimmung von  $N$ ,  $E$ ,  $\theta$ ?

Welche Voraussetzungen müssen erfüllt sein?

Zentrale Frage der beobachtenden Astronomie!

# Bedingungen für genaue Messungen

Helligkeitsbestimmung entspricht mittlerer Ankunftsrate für Photonen:  $n$  Photonen pro Zeiteinheit,

$$n \equiv \frac{\overline{N(\Delta t)}}{\Delta t}$$

wobei  $N(\Delta t)$  Zahl der Photonen, die in einem Zeitintervall  $\Delta t$  ankommen.

Messgenauigkeit begrenzt durch Fluktuationen: mal etwas mehr, mal etwas weniger Photonen („Rauschen“)

Photonenankunft ist (meist) ein Zufallsprozess („Poisson-Prozess“)!

# Zufallsprozesse



Einfachstes Beispiel: Münzwurf

Faire Münze Wahrscheinlichkeit Kopf bzw. Zahl 50%

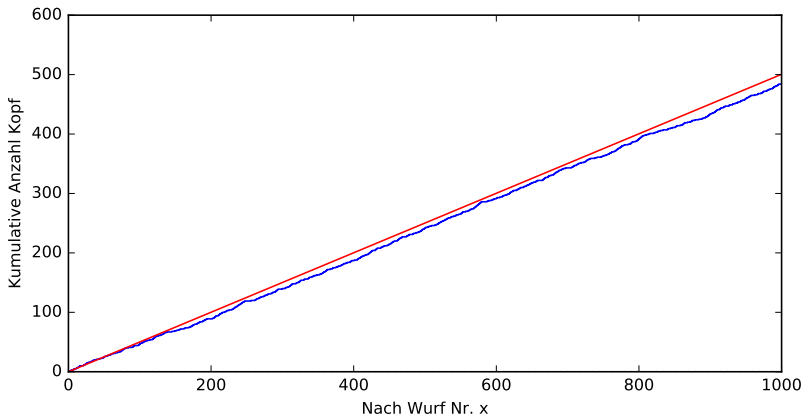
**Erwartungswert** bei  $N$  Münzwürfen:  $1/2 \cdot N$  mal Kopf

(Eine Wahrscheinlichkeitsdefinition: relative Häufigkeit nähert sich mit  $N \rightarrow \infty$  der Wahrscheinlichkeit an!)

... aber was ist mit den Abweichungen?

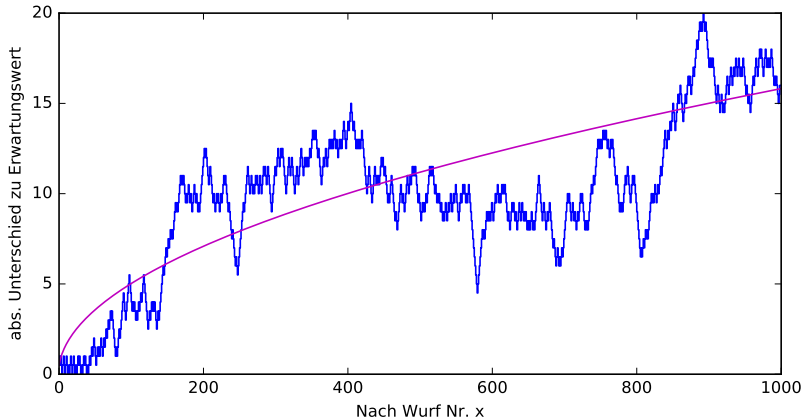
# Zufallsprozesse

## Münzwurf: Erwartungswert und Experiment



# Zufallsprozesse

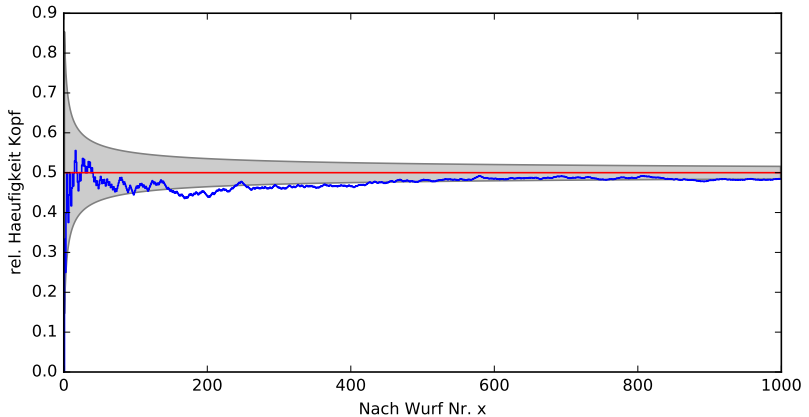
Abweichung vom Erwartungswert (Kopfanzahl) nach jedem Wurf:





# Zufallsprozesse

Abweichung relative Häufigkeit Kopffanzahl von Wahrscheinlichkeit:



# Zufallsprozesse

Beweisbar / durch Wiederholung reproduzierbar:

Beim fairen Münzwurf (50:50) ist nach  $N$  Würfeln:

Erwartungswert Kopf-Anzahl	$1/2 \cdot N$
Standardabweichung Kopf-Anzahl (erwartete Abweichung)	$1/2 \cdot \sqrt{N}$
Abweichung relative Häufigkeit von Wahrscheinlichkeit	$1/(2 \sqrt{N})$

## ... zurück zur Astronomie

Näherungsweise (monofrequent): (konstante) Objekthelligkeit entspricht mittlerer Photonenzahl  $\bar{N}$  im Zeitintervall  $T$ ,  
Strahlungsfluss

$$\bar{\Phi} = \bar{N}/T (\sim \text{Strahlungsleistung})$$

Tatsächlich gemessene Photonenzahl  $N$  weicht im Mittel ab um

$$|N - \bar{N}| \sim \sqrt{N}$$

Andererseits:  $N \sim T$  („Belichtungszeit“), und gemessener Fluss  $\Phi = N/T$ , also

$$|\Phi - \bar{\Phi}| \approx \frac{|N - \bar{N}|}{N} \sim \frac{1}{\sqrt{N}}.$$

Je größer die Zahl  $N$  der aufgefangenen Photonen, umso größer die Messgenauigkeit!

# Photonenzahl erhöhen

Anzahl  $N$  der Photonen während Belichtungszeit  $t$ :

$$N = \underbrace{R_{\text{Quelle}}}_{\substack{\text{Eigenschaft} \\ \text{der Quelle}}} \cdot \underbrace{F \cdot t}_{\substack{\text{Eigenschaft der} \\ \text{Beobachtung}}}$$

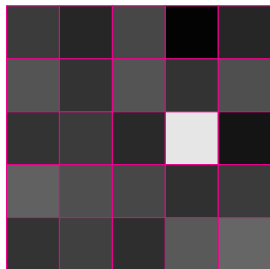
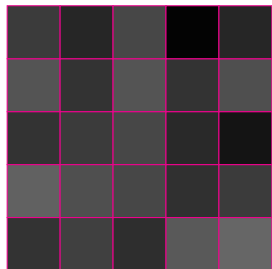
mit  $F$  der Fläche des „Photonenfängers“.

$R_{\text{Quelle}}$  ist die Bestrahlungsstärke der Quelle.

Große Teleskopfläche, lange Belichtungszeit  $\Rightarrow$  viele Photonen!

# Signal-zu-Rauschen S/N

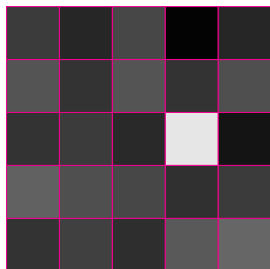
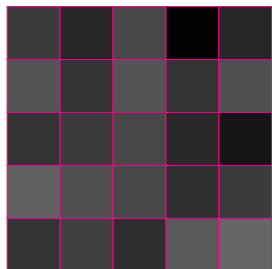
Abbildung einer Quelle durch ein Pixelfeld, Pixelhelligkeit proportional zur Photonenzahl, die „auf den Pixel fällt“:



Schwierigkeit: Was ist ein Objekt, was ist Hintergrund?

Objekt z.B. Stern, Teil einer Galaxie, Hintergrund: Sterne/Galaxien weit hinten, (paradoxe Weise auch) Streuung in der Atmosphäre

# Signal-zu-Rauschen



Photonen from Objekt in Pixel  $i$ :

$$N_{obj,i} = R_{obj,i} \cdot F \cdot t$$

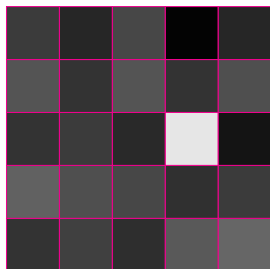
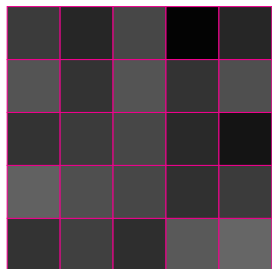
Schwankungen der Objekthelligkeit:

$$\Delta N_{obj,i} = \sqrt{R_{obj,i} \cdot F \cdot t}$$

Schwankungen im Hintergrund (kann Objekt vortäuschen):

$$\Delta N_{hint,i} = \sqrt{R_{hint,i} \cdot F \cdot t}$$

# Signal-zu-Rauschen



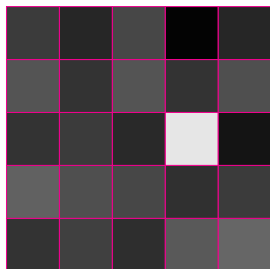
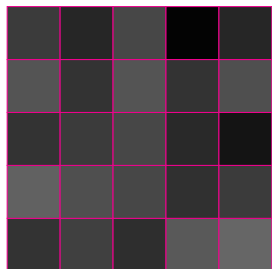
Zahlenverhältnis Anzahl Objektphotonen durch Anzahl Schwankungs-/Rauschphotonen (Objekt oder Hintergrund, = *Rauschen*):

$$SNR_i = \frac{\# \text{Objektphotonen}}{\# \text{Rauschphotonen}}$$

Signal-Rausch-Verhältnis, englisch *Signal to noise (ratio)*, abgekürzt SNR oder S/N (Bedeutung etwa: Kontrast)

Allgemeiner Fall: Rauschen ist Kombination verschiedener Faktoren

# Signal-zu-Rauschen



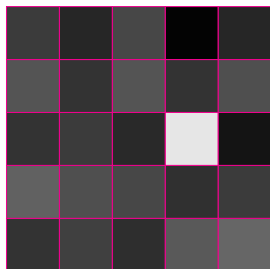
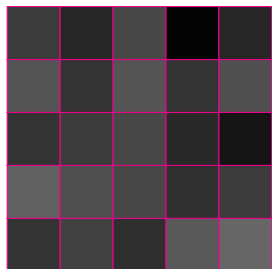
Spezialfall helle Quellen: Hintergrund kann vernachlässigt werden, Hauptbeitrag Rauschen ist Fluktuation der Objekthelligkeit:

$$SNR_i = \frac{R_{obj,i} \cdot F \cdot t}{\sqrt{R_{obj,i} \cdot F \cdot t}} = \sqrt{R_{obj,i} \cdot F \cdot t}$$

Photonenzahl erhöhen durch größere Fläche  $F$  und längere Belichtungszeit  $t$  verbessert SNR!



# Signal-zu-Rauschen



Schwache Quellen, relativ starker Hintergrund: Hauptbeitrag Hintergrund, Fluktuation der Objektivheit kann vernachlässigt werden:

$$SNR_i = \frac{R_{obj,i} \cdot F \cdot t}{\sqrt{R_{hint,i} \cdot F \cdot t}} = \frac{R_{obj,i}}{\sqrt{R_{hint,i}}} \cdot \sqrt{F \cdot t}$$

Photonenzahl erhöhen durch größere Fläche  $F$  und längere Belichtungszeit  $t$  verbessert SNR!

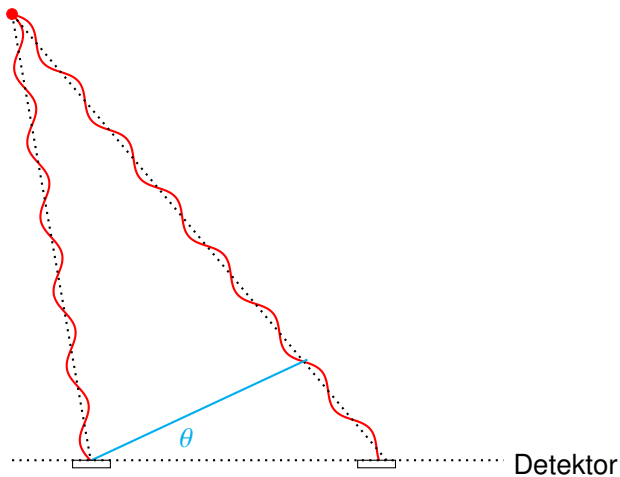
# Energiemessung

## Spektroskopie:

- Trennverfahren: optische Anordnungen, die von Licht unterschiedlicher Wellenlänge unterschiedlich durchlaufen werden
- Spektrale Auflösung:  $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = \frac{\nu}{\Delta\nu} = \frac{E}{\Delta E}$  für Wellenlänge  $\lambda$ , Frequenz  $\nu$ , Photonenenergie  $E$ .
- Aufspaltung bedeutet: Weniger Photonen pro Detektorpixel!  
Lichtbedarf enorm!
- Auflösungsvermögen und S/N stehen in Konkurrenz

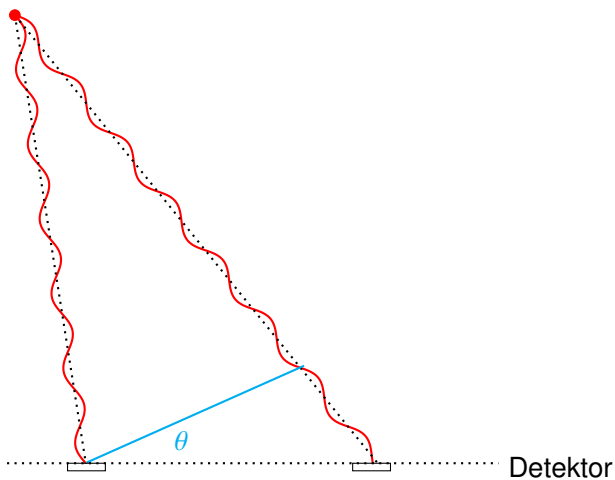
# Richtungsmessung

Richtungsinformation steckt in der Phase der Lichtwellen:



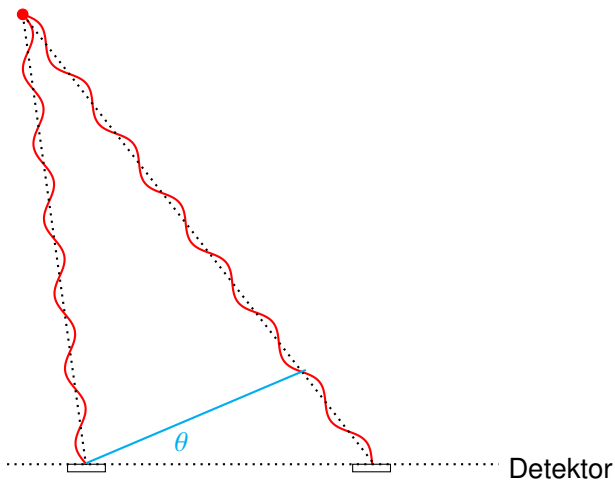
# Richtungsmessung

Richtungsinformation steckt in der Phase der Lichtwellen:



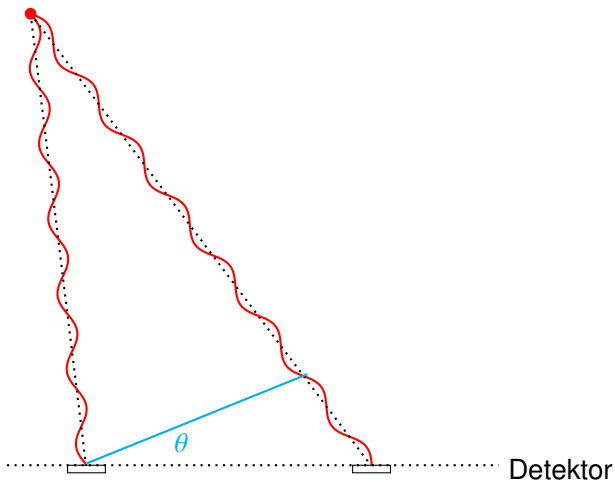
# Richtungsmessung

Richtungsinformation steckt in der Phase der Lichtwellen:



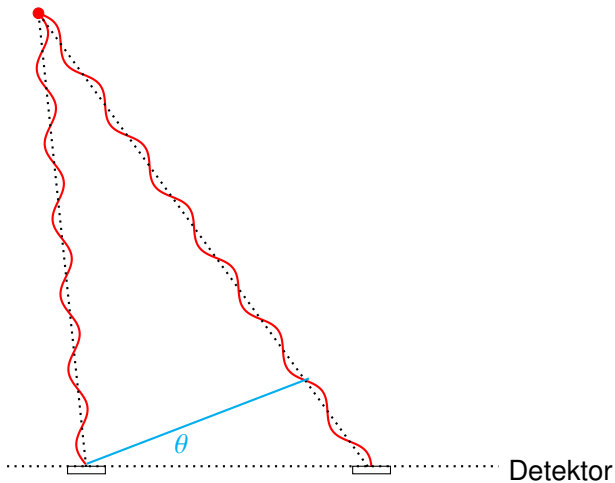
# Richtungsmessung

Richtungsinformation steckt in der Phase der Lichtwellen:



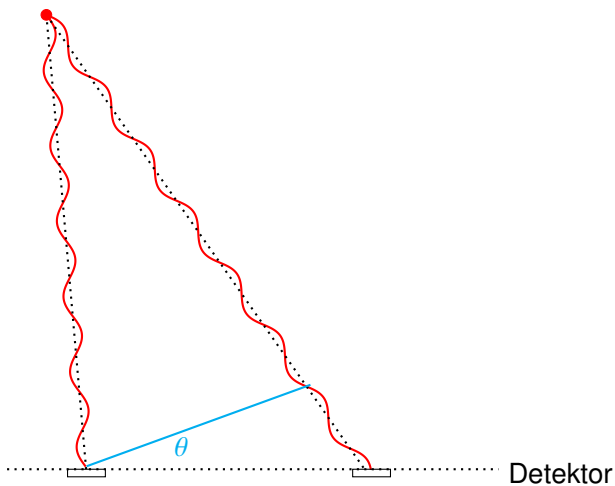
# Richtungsmessung

Richtungsinformation steckt in der Phase der Lichtwellen:



# Richtungsmessung

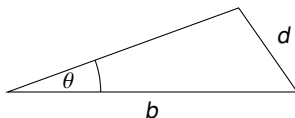
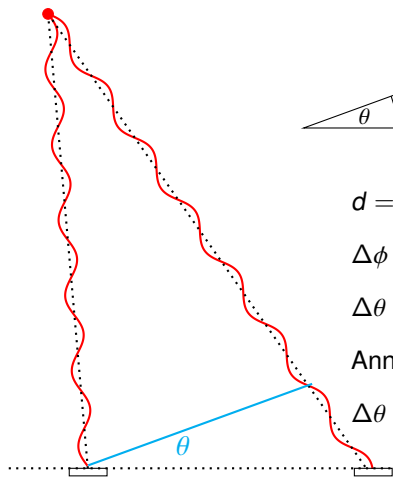
Richtungsinformation steckt in der Phase der Lichtwellen:





# Richtungsmessung

Phasen-Messgenauigkeit:



$$d = b \cdot \sin \theta \approx b \cdot \theta \quad [\theta \text{ small, in radian}]$$

$$\Delta \phi \equiv \Delta d / \lambda = b / \lambda \cdot \Delta \theta$$

$$\Delta \theta = (\lambda / b) \Delta \phi$$

Annahme: zwischen Berg/Tal unterscheiden

$$\Delta \theta \sim (\lambda / b)$$

Detektor

# Anforderungen an Beobachtungen

Kontrast  
(Photonen zählen)      ⇒    große Sammelfläche und Belichtungszeit

Auflösung  
(Richtung bestimmen)      ⇒    Ausdehnung/Wellenlänge groß

Spektroskopische  
Auflösung      ⇒    Kontrast versus Feinheit  
(Photonenenergien)

Insgesamt günstig: **große Teleskope!**

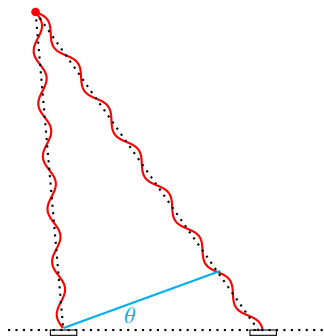
# Teleskope und Instrumente

Nachdem wir die Grundlagen besprochen haben: Wie lassen sich die betreffenden Messungen und ihre Anforderungen technisch umsetzen?

Unterscheidung:

- **Teleskope** sammeln das Licht, codieren die Richtungsinformation, leiten das Licht an Instrumente
- **Instrumente** trennen ggf. nach Energie (Spektrograf), bilden ab (Kamera)

# Phaseninformation offline auswerten



Konzeptuell am einfachsten:  
Phaseninformation direkt messen und dokumentieren!

Problem: z.B. sichtbares Licht hat extrem kurze Schwingungsdauern, Bereich Femtosekunden,  $10^{-15}$  s. Kann nicht in Echtzeit aufgezeichnet werden!

Funktioniert aber bei niedrigen Frequenzen: Meter- bis 10-Meter-Bereich, Zehnmillionstel bis Hundertstelmillionstel Sekunden. Daten können „offline“ (nachträglich) kombiniert und ausgewertet werden

# Beispiel: LOFAR

LOW Frequency ARray, Frequenzen 10-80 und 110-240 MHz



Bild: Max-Planck-Institut für Radioastronomie, Bonn

Signale aus ganz Europa werden nach Groningen geschickt, dort wird Bild berechnet

# Beispiel: VLA

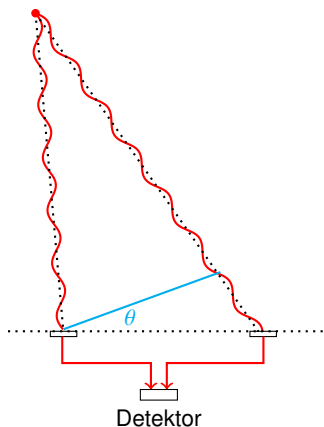
Very Large Array, New Mexico, National Radio Astronomical Observatory (NRAO)



Bild links NRAO/AUI, rechts NRAO/AUI und Kristal Armendariz

Signale werden mit Atomuhr-Zeitsignalen zusammen gespeichert,  
Festplatten nachträglich ausgewertet

# Interferenzmuster live auswerten



Für Nahinfrarot, sichtbares Licht (kein einzelner Phasennachweis möglich):

Licht der „Sammelstellen“ direkt überlagern, Intensität des Interferenzmusters nachmessen

Beispiele: Very Large Telescope Interferometer (VLTi, ESO, Chile), Keck (Hawaii)

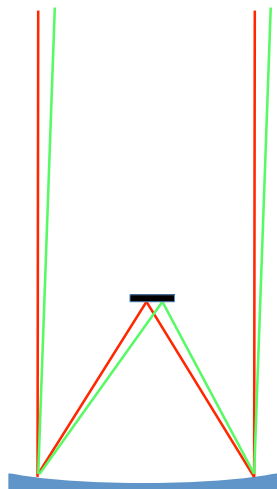
# Very Large Telescope Interferometer



Bild: ESO



# Fläche füllen, Interferenzmuster auswerten



Fläche geeignet angeordneter Reflektoren,  
oder gleich geeignet geformter Spiegel:

Interferenz führt zu Abbildung in einer  
Brennebene; dort kann ein Bilddetektor  
(Pixelfeld) angeordnet werden

Beispiele: So gut wie alle modernen  
Einzelteleskope sind Spiegelteleskope:  
Keck-Teleskope, Large Binocular Telescope  
(LBT, Arizona), Very Large Telescope (VLT,  
ESO) Chile, ...

# Was bleibt vom Auflösungsvermögen?

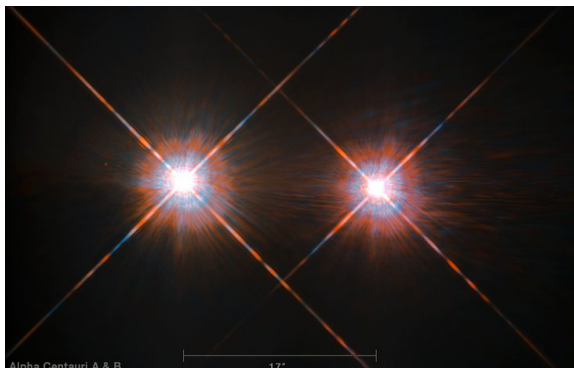
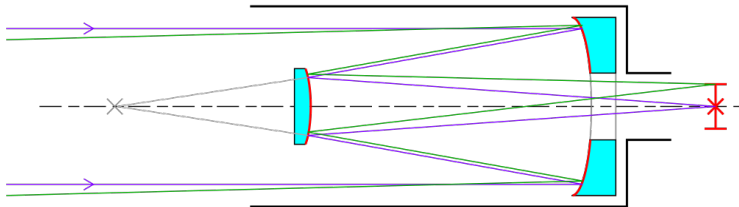


Bild: ESA/NASA/M. Zamani

Beugung an der Teleskopöffnung  $\Rightarrow$  Punktquellen werden zu Scheiben, Trennschärfe  $\Delta\theta \sim \lambda/D$  mit  $D$  dem Teleskopdurchmesser

# Cassegrain-Teleskop



Nutzer Krishnavedala via Wikimedia Commons unter CC BY-SA 4.0

Primärspiegel (hier: rechts), größte Einzelspiegel ca. 8 Meter Durchmesser. Licht wird gebündelt auf Sekundärspiegel (links), von dort durch Öffnung im Primärspiegel auf Instrument geworfen.

# VISTA Telescope (ESO)

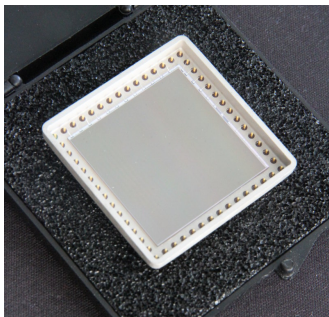


Bild: ESO

# Vom Interferometer zum klassischen Teleskop

Art	Prinzip	Beispiel
offline-Interferometer	Phaseninformation wird nachträglich ausgewertet	LOFAR, VLA, VLBI, ALMA
live-Interferometer	Licht wird direkt überlagert, Intensität ausgewertet	VLTI
Teleskop	Phaseninformation wird in Bild in Fokalebene umgesetzt	VLT, LBT, Keck u.v.m.

# Astronomische Kameras



Eigenes Bild, Chip ca. 4K mal 4K

Heutzutage für sichtbares Licht/Nahinfrarot fast nur CCD-Kameras.  
Teilchendetektoren für hochenergetische Strahlung, spezielle  
Halbleiterchips für Infrarot, Antennen für Radiowellen

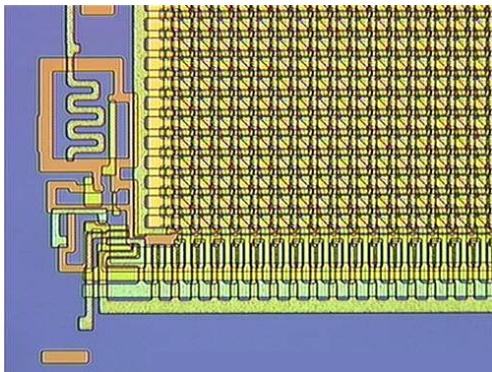
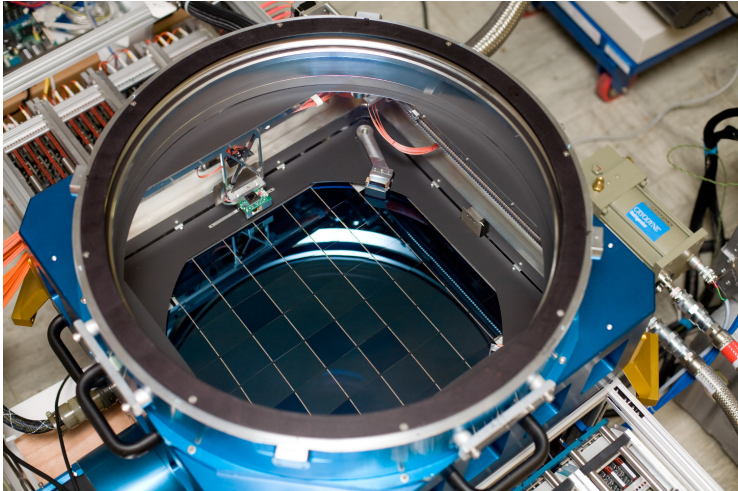


Bild: Pan-STARRS / IfA Hawaii

Grundprinzip CCD: Lichteinfall schlägt Elektron aus Halbleiter heraus; Elektron wird durch positive Ladung im Pixel gehalten; Pixel werden sequentiell ausgelesen

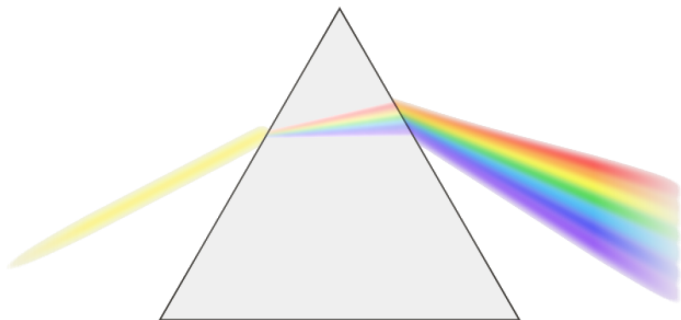
# Beispiel: Pan-STARRS 1-Kamera, Haleakala, Hawaii



60 Einheiten mit je 8x8 CCD-Chips =  $1.4 \cdot 10^9$  px. Bild: Pan-STARRS / IfA Hawaii



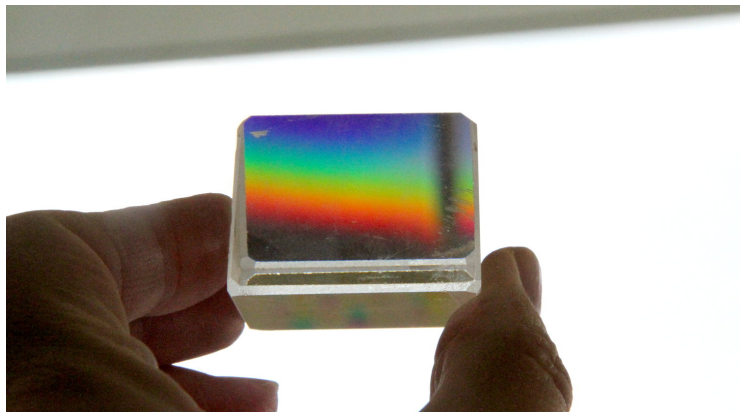
# Prisma erzeugt Spektrum



Benutzer suidroot via Wikimedia Commons unter CC BY-SA 3.0

Beispiel für Zerlegung von Licht / Sortierung nach  
Photonenenergien: Licht unterschiedlicher Farbe/Wellenlänge wird  
unterschiedlich stark gebrochen. Prismen erzeugen Spektren!

# Prisma erzeugt Spektrum



Eigenes Bild

Lichtquelle (Himmelshintergrund) durch Prisma (anomale Dispersion oder Spiegelung?)

# Gitter erzeugt Spektrum



Eigenes Bild

Gitter erzeugen ebenfalls Spektrum, hier: CD als Reflexionsgitter  
(Musik und andere Daten sind als Punktmuster gespeichert)

# Spektren und Bilder überlagern sich



Eigenes Bild

Bild + Spektrum durch Gitter: Information geht verloren / wird vermischt

# Spektren und Bilder überlagern sich



Eigenes Bild

Vorgeschalteter Spalt: Überlagerung weitgehend ausgeschaltet

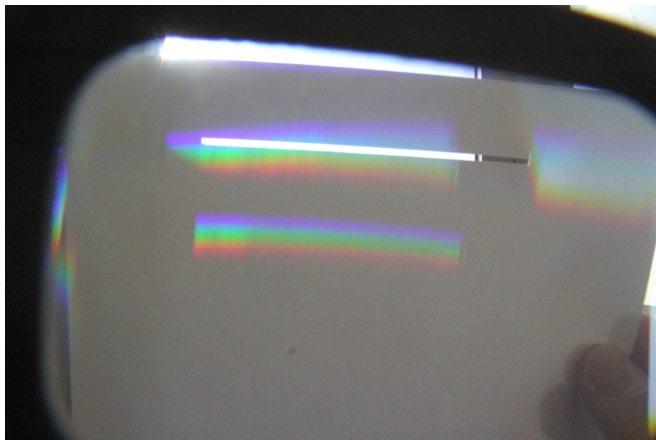
# Spektren und Bilder überlagern sich



Eigenes Bild

Bild + Spektrum durch Gitter: Information geht verloren / wird vermischt

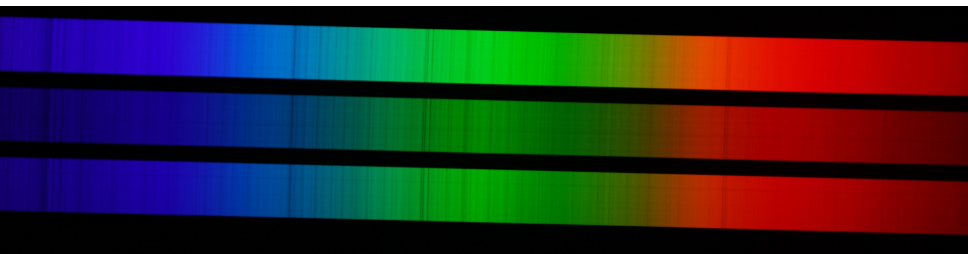
# Spektren und Bilder überlagern sich



Eigenes Bild

Vorgeschalteter Spalt: Überlagerung weitgehend ausgeschaltet

# Spektren als Bilder vom Spalt



Eigenes Bild

Spektrum (Mond) durch drei übereinanderliegende Spalte mit DADOS-Spektrograf (Amateur-Spektrograf, Baader Planetarium)