

宇宙科学II (電波天文学) 第3回

電波望遠鏡と観測量

前回の復習

電磁波の特徴

- 電磁波は波と粒子(光子)の性質をもつ
(electro-magnetic wave / photon)



電場、磁場の振動としての波



あるエネルギーをもった粒子(光子)

周波数 ν と波長 λ の関係

$$c = \nu \times \lambda$$

光子のエネルギーと周波数の関係

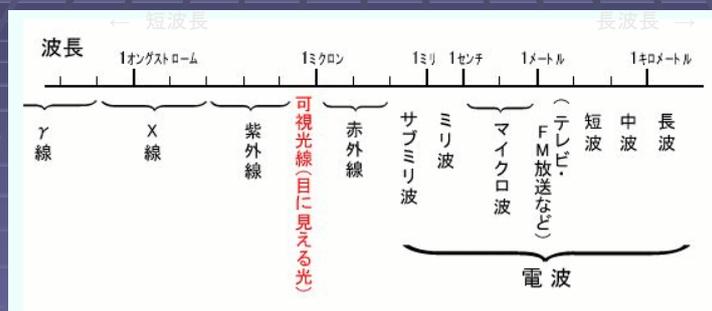
$$E = h \times \nu$$

温度と周波数の関係

$$T \sim h \nu / k$$

電磁波と電波

- 電波も光も、電磁波の一種
ただし、波長(周波数)が大きく異なる



電波：周波数 1THz以下(波長0.3mm以上)の電磁波を指すことが多い

電波望遠鏡で何が計れるか？

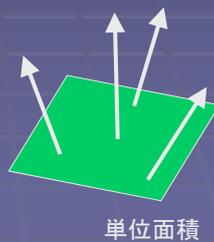


電波の強度

- フラックス(flux): 電波の強さを表す量

単位時間、単位周波数あたりに単位面積を
通過する電磁波のエネルギー

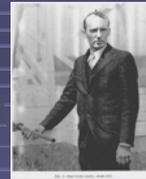
単位例: $W m^{-2} Hz^{-1}$



電波天文でよく使う単位

- ジャンスキー Jy (フラックス:fluxの単位)

$$1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$$



K. Jansky

実際の電波天体の強度は~数1000 Jyから1 μ Jyレベル

日常使用している電波に比べたらはるかにエネルギーが小さい

携帯電話はまぶしい？

- 携帯電話

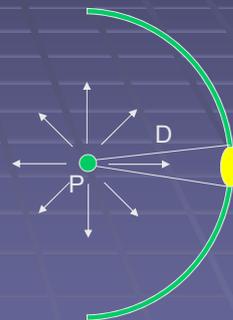
出力 $P = 1 \text{ W}$, 帯域幅 $B = 1 \text{ MHz}$

等方放射(どの方向にも等しく電波を出していること)を仮定

- 月においた携帯電話 ($D=380000 \text{ km}$)を地球から見たときのフラックス

$$F = P / B / (4 \pi D^2)$$

$\sim 5 \times 10^{-25} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$
 $\sim 50 \text{ Jy}$

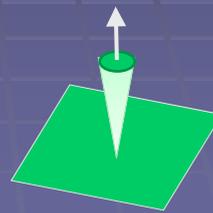


携帯電話は月においてもかなり明るい電波源に！
地球上の携帯は桁違いに明るい電波源

もうひとつの観測量：輝度

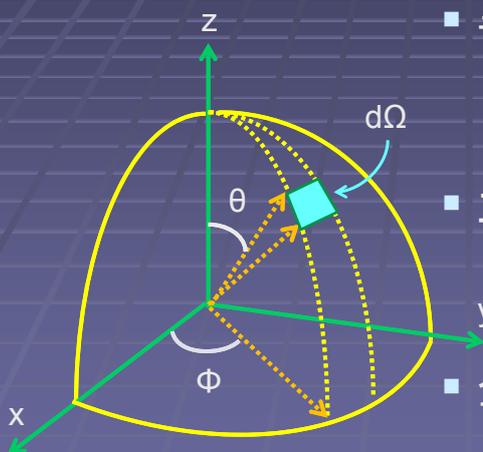
- 輝度(brightness):
単位時間、単位周波数、単位立体角あたりに
単位面積を通過する電磁波のエネルギー
フラックスのうち、ある特定の方向(立体角)
からきているものを表す

単位列: $W m^{-2} Hz^{-1} str^{-1}$



単位面積

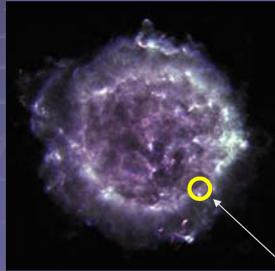
補足：立体角について



- 半径1の球上の面素
 $d\Omega = d\theta \times \sin\theta \, d\phi$
- 立体角積分
 $\int d\Omega = \iint \sin\theta \, d\theta \, d\phi$
- 全立体角の場合
 $\int d\Omega = 4\pi$ ステラジアン

輝度とフラックス

- デジタルカメラ(CCD)で例えていうと、
輝度 : 各画素での信号強度
フラックス: すべての画素を積分した信号強度



電波写真の例 (超新星残骸Cas A):
天球面上の各点での輝度から電波写真が得られる。

フラックスはこれをすべて積分したもの。

ある立体角から来ているフラックスが輝度

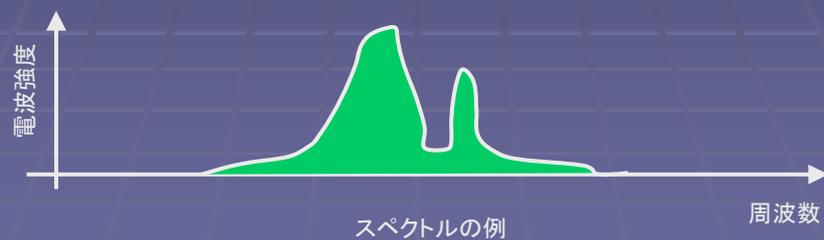
輝度と輝度温度

- 輝度は通常、温度(K:ケルビン)の単位を用いる(これを輝度温度という)。
- 輝度温度は、電波を出している領域が、黒体放射で何度の放射に相当しているかを表している。
- 天体が実際に黒体放射をしている場合、輝度温度は天体の温度に相当する。

電波望遠鏡は温度計である、といってもよい！？

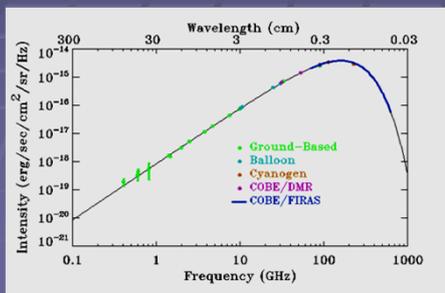
電波スペクトル

- 電波観測から得られるのは、各周波数ごとの電波強度(輝度、あるいはフラックス)
- これをスペクトルと呼ぶ

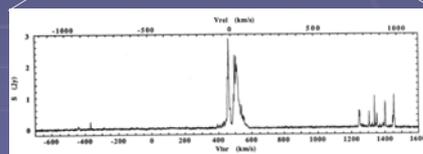
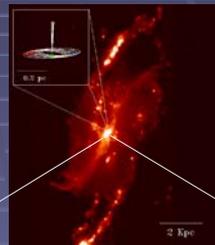


連続波スペクトルと線スペクトル

- 連続波: 広い帯域に渡って連続的に出る電波(例: 黒体放射)
- 線スペクトル: 特定の周波数で出る放射(例: 原子、分子輝線)



連続波スペクトルの例(宇宙背景放射)



線スペクトルの例(NGC4258の水メーザー)

線スペクトル

- 原子、分子内のエネルギー遷移に伴う放射
- 線幅の狭い線状のスペクトルが得られる
- 理論的に放射される周波数がわかっている
(すなわち、特定のスペクトル線の観測から原子・分子の存在を確認できる)

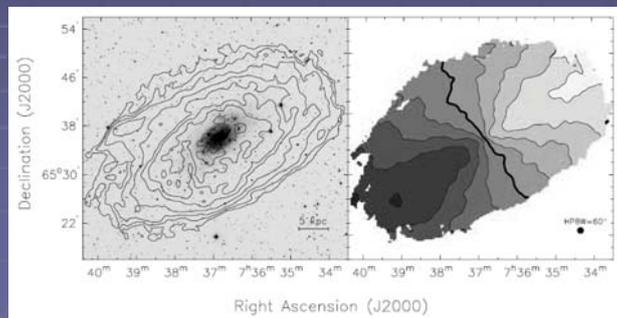
可視光での単色光に相当

例:トンネルのナトリウムランプ



スペクトル線の例

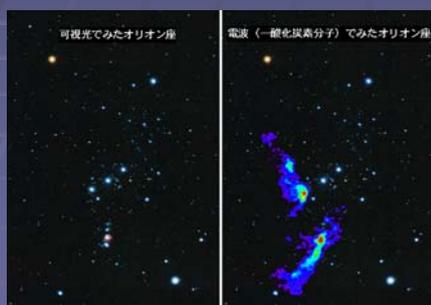
- 中性水素21cm線
水素原子中の超微細構造の
変化(スピンの変化)による放射
 $\nu=1420.405 \text{ MHz}$ ($\lambda=21.106 \text{ cm}$)



中性水素21cm線でみた系外銀河NGC2403

分子のスペクトル線の例

- CO: 一酸化炭素中毒を起こす
 - HCN: 猛毒(c.f. KCN :青酸カリ)
 - CH₃OH: 「目散る」アルコール
- 他、NH₃(アンモニア)、CS(硫化炭素) ...
電波天文学者は危ない分子が大好き!?

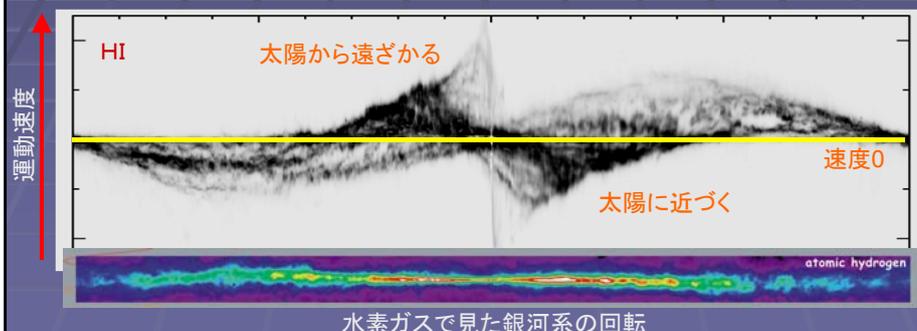


左: 可視光(左)で見たオリオン座

右: 一酸化炭素の出す電波を重ねたもの。星を作る材料となる冷たい分子ガスの分布がわかる

ドップラー効果

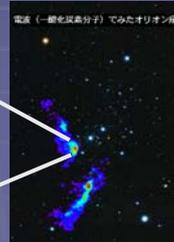
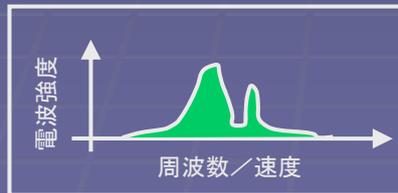
- 電波を放射する天体が運動していると、その運動速度によって観測周波数が変化する(ドップラー効果)
- ドップラー効果を使うと、視線に沿った方向の天体の運動速度(視線速度)を得ることができる



電波望遠鏡で計れるもの:まとめ

- 電波望遠鏡でスペクトルを得ることで、
電波強度分布(電波写真)
天体の温度
特定の原子・分子の存在
天体の視線速度
などがわかる

$I(x, y, \nu)$



電波望遠鏡の仕組み

望遠鏡の分解能

- 分解能を決める要因： 波長と望遠鏡の口径

$$\Theta = \lambda / D$$

Θ : 分解能

λ : 波長、 D : 望遠鏡口径

望遠鏡を大きくすると、より細かくものが見える
また、集光力も増えるので感度も向上する

大きい望遠鏡ほど分解能、感度とも良い
(その分建設費も高いが...)

人間の視力

$\Theta = \lambda / D$ の式を人間の目にあてはめる

- 波長 λ

$\lambda \sim 0.5 \mu\text{m}$ (可視光線)

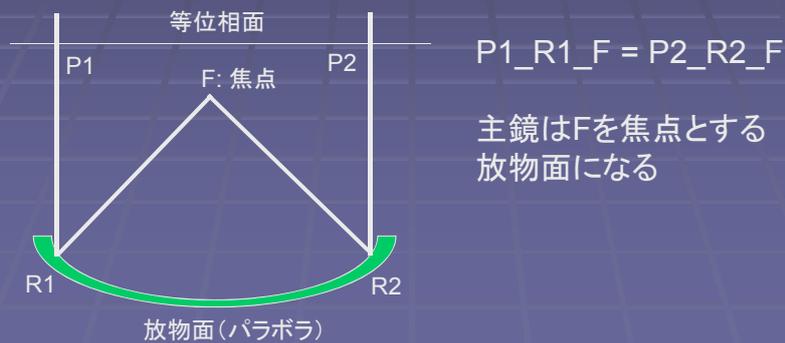
- 口径 D

$D \sim 5 \text{ mm}$ (瞳孔の大きさ)

→ $\Theta \sim 0.3$ 分角 視力 ~ 3 に相当)

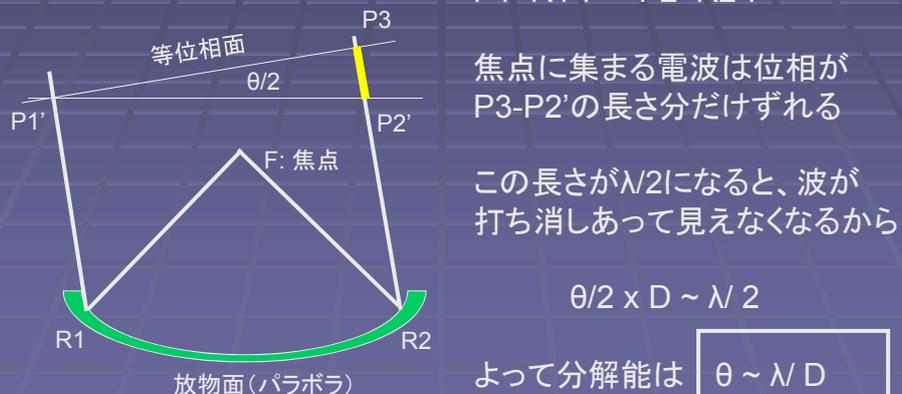
アンテナの基本性質

- 多くのアンテナは回転放物面(パラボラ)を利用
- 放物線(e.g., $y=ax^2$)の特徴:
正面から入射した波面が等位相で焦点に集まる



アンテナの分解能(ビーム幅)

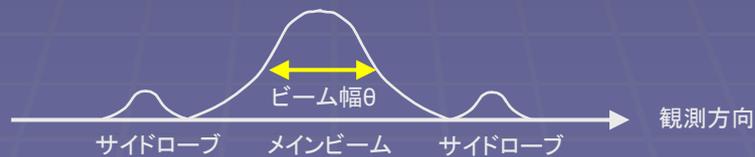
- 斜め入射した波面には位相差が生じる。この位相差が180度($=\pi$ radian)になると波が打ち消しあい、観測できない。



ビームパターン

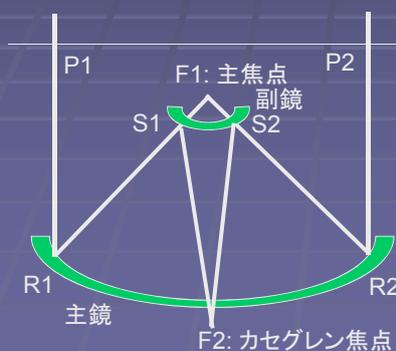
- どんなアンテナも有限のビーム幅を持つ
- したがって、観測天体が点源であっても、実際の観測ではビーム幅分の広がりを持って観測される
(この広がりをビームパターンという)
- 通常、主ビームに加えて弱いサイドローブを持つ
(傾いた方向から来る電波にも感度を持つ)

点源を観測したときの観測電波強度



カセグレンアンテナ

- 受信機を主焦点に置くのは不便なことが多いので、通常は副鏡とあわせてカセグレンアンテナを構成することが多い。
- 副鏡は回転双曲面になる。



$$(S1_F2) - (S1_F1) =$$

$$(S2_F2) - (S2_F1)$$

副鏡は主焦点F1とカセグレン焦点F2からの距離の差が一定の面となり、双曲面になる。

電波望遠鏡の例

巨大望遠鏡：1

- Jodrel bank 76m
(英国, 1957年建設)



もともとは宇宙線の電波を検出するために建設された(検出できなかった)

- Effelsberg 100m
(ドイツ, 1972年建設)



巨大望遠鏡: 2

グリーンバンク91m(米国 WV)



1988年11月15日 崩壊した
写真は崩壊の当日、崩壊直前に
とられたもの

100m鏡を再建
(2000年完成)



巨大望遠鏡: 3

- アレシボ305m鏡
コーネル大学がプエル
トリコに建設(1963年)

地形を利用して建設
世界最大の面積を持つ
(ただし、球面鏡で動かない
など、かなり特殊な望遠鏡)

レーダーの出力も世界最大
(1Mワット: 100Vなら10000A)



日本の大型望遠鏡

野辺山45m(国立天文台)
ミリ波の望遠鏡で世界最大



宇宙航空研究機構
臼田64m鏡
日本最大の電波望遠鏡



VERAの望遠鏡

- VERA 20m x 4台からなる
基線長2300kmの電波干渉計(VLBI)



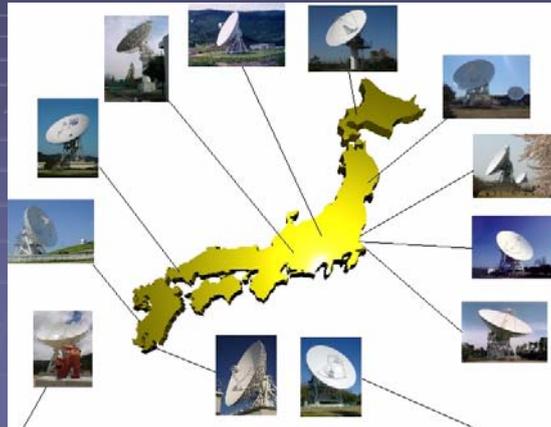
VERA石垣島局



干渉計の各アンテナは
通常のカセグレン望遠鏡
であることが多い

日本のVLBIネットワークの望遠鏡

- 大学や研究機関などで有する口径10m～64mの望遠鏡を組み合わせて観測を行う



ASTE / ALMA

- 南米チリのアタカマ高地(標高5000mレベル)にあるミリ波、サブミリ波観測用の電波望遠鏡



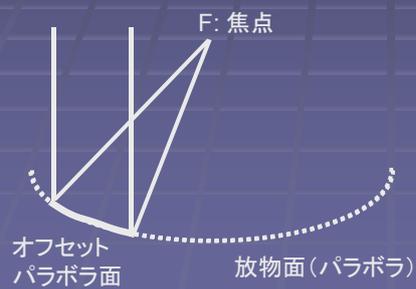
ASTE 10m 望遠鏡
(主に単一鏡観測)



国際協力で建設中のALMA(上は想像図、下は現状)

もっとも身近な(?)パラボラアンテナ

- 衛星放送の受信アンテナ
通常はオフセット型のパラボラで、
主焦点を用いることが多い



衛星放送のアンテナの例

電波干渉計

単一望遠鏡の限界

望遠鏡の分解能

- 電波望遠鏡

直径 $D = 100 \text{ m}$ 、波長 $\lambda = 3 \text{ cm}$ なら

分解能 $\theta \sim 1$ 分角程度 (人間の視力 1 に相当)

- 光学望遠鏡

直径 $D = 1 \text{ m}$ 、波長 $\lambda = 0.5 \mu\text{m}$ なら

分解能 $\theta \sim 1$ 秒角程度

単一鏡の場合、電波望遠鏡の分解能は光学望遠鏡に比べて大きく劣る

この問題を解決するのが、電波干渉計

干渉計とは

- 複数の電波望遠鏡を離して配置し、受信された電波を干渉させることで実効的に高い分解能を得る観測方法

(Radio Interferometer)

- 干渉計の分解能

$$\theta = \lambda / D$$

ただし、 D は干渉計の広がり (最大基線長)

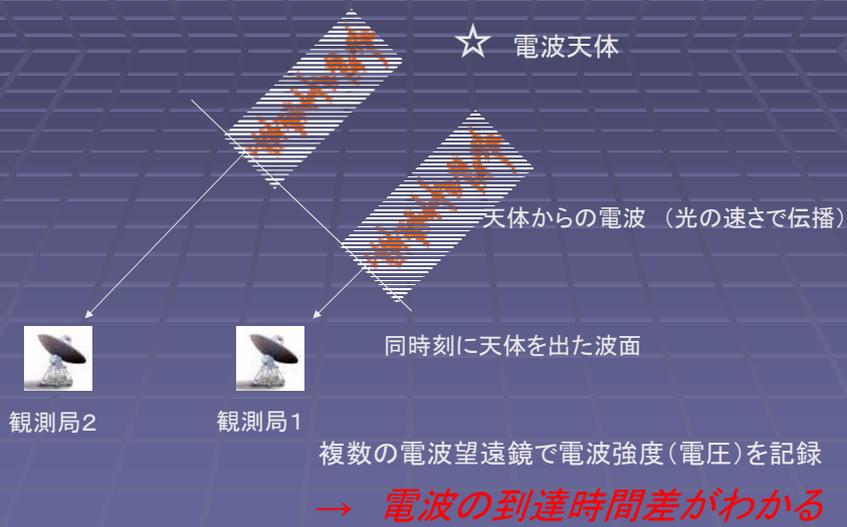
単一鏡



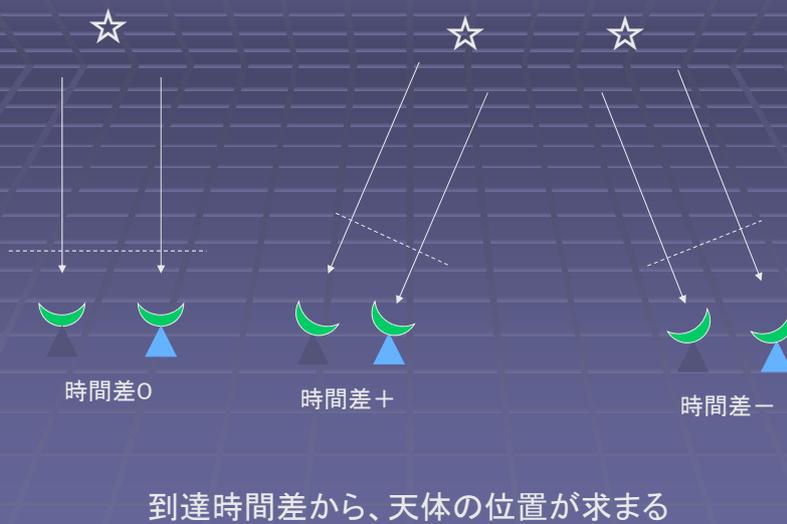
干渉計



干渉計の動作原理



電波の到達時間差と天体位置

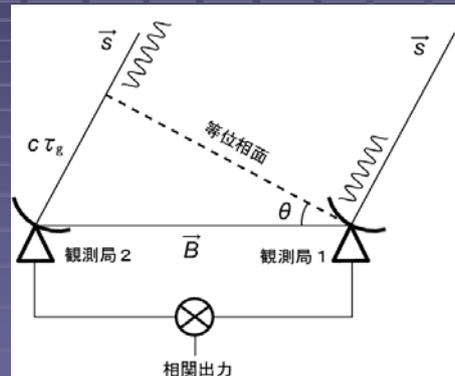


干渉計の基本方程式

- 干渉計の基本的な観測量：
幾何学的遅延時間 τ_g

$$\tau_g = \frac{\vec{s} \cdot \vec{B}}{c},$$

- s : 天体の方向ベクトル
- B : 基線ベクトル
- c : 光速



電波干渉計の模式図

※ここでは、簡単のため天体は点源としている

干渉計による天体観測

- 基線ベクトル B が既知とすると、幾何学的遅延時間 τ_g の観測から天体位置 s が求まる。
- 実際の観測では、基線ベクトル B が地球回転に伴って時々刻々変化するので、これを用いて多数の幾何学的遅延時間 τ_g の情報を得て、それを元に天体位置を出す
- 天体画像は、様々な位置になる点源の重ね合わせとして記述される

電波干渉計 I

VLA (25m × 27台、
最長基線 ~30 km)

米国 ニューメキシコ州



映画「コンタクト」
(1997年)

4ヶ月に1回程度アレイ
配列(干渉計の広がり)
を変更する。
→ 分解能が変えられる



VLAの中心部



移動台車

電波干渉計II



Ryle telescope (英国)
13m × 8台



ACTA (豪州) 22m × 6台

電波干渉計III

WSRT (オランダ)
25m x 14台



GMRT (インド)
45m x 30台



両者とも ~ 1.4GHzまでの低周波用のメッシュアンテナ

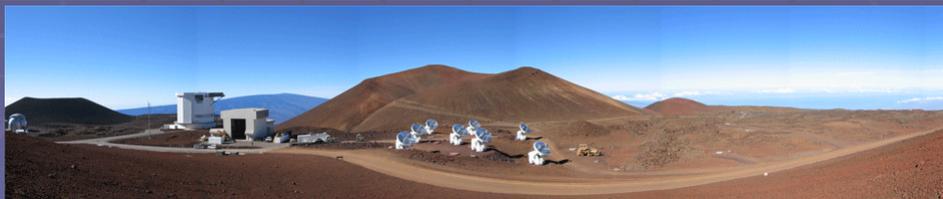
ミリ波干渉計の例



野辺山ミリ波干渉計 10m x 6台



IRAM (仏) 15m x 6台



SMA 6m x 8台 (ミリ波・サブミリ波)

ミリ波干渉計の例 II



OVRO(米) 10m x 6台



BIMA (米) 6m x 9台



CARMA : OVRO + BIMA + α を別のより良いサイトへ展開

将来の干渉計

より大きい望遠鏡を求めて国際協力の時代に

ALMA (ミリ波、サブミリ波)
チリのアンデス山地(標高5000m)
日米欧で計66台のアンテナを建設



現在建設中

SKA (メートル波、センチ波)
国際協力で1km平方の集光
面積を持つ望遠鏡を計画中



2020年ごろの稼動を目指して計画中