

# 宇宙科学II (電波天文学) 第4回

## 電波干渉計

## 前回の復習

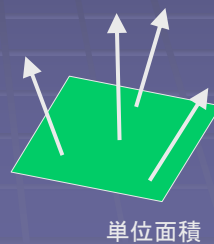
## 電波の強度

- 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:  $\text{W m}^{-2} \text{Hz}^{-1}$

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

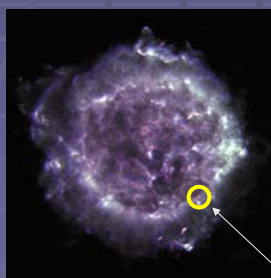


## 輝度

- 輝度 (Brightness)

フラックスのうち、ある方向(立体角)からきているものを表す

(単位時間、単位周波数あたりに単位面積、単位立体角を通過する電磁波のエネルギーを表す)



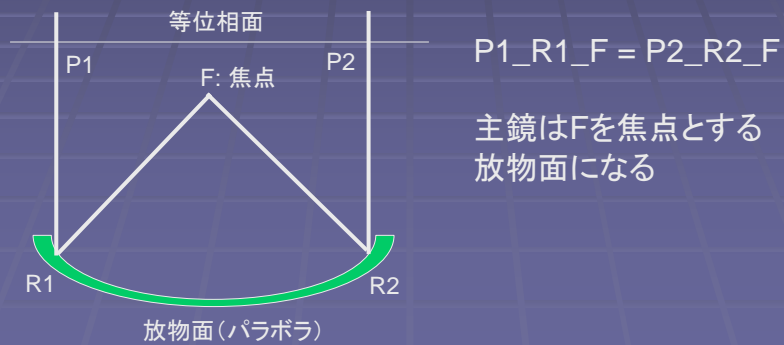
電波写真の例 (超新星残骸Cas A):  
天球面上の各点での輝度から電波写真が得られる。

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

## アンテナの構成

- 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



## 巨大望遠鏡の例

- Green Bank 100m鏡      Effelsberg 100m鏡



## 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

$$\theta = \lambda / D$$

$\theta$  : 分解能

$\lambda$  : 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...)

## 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)

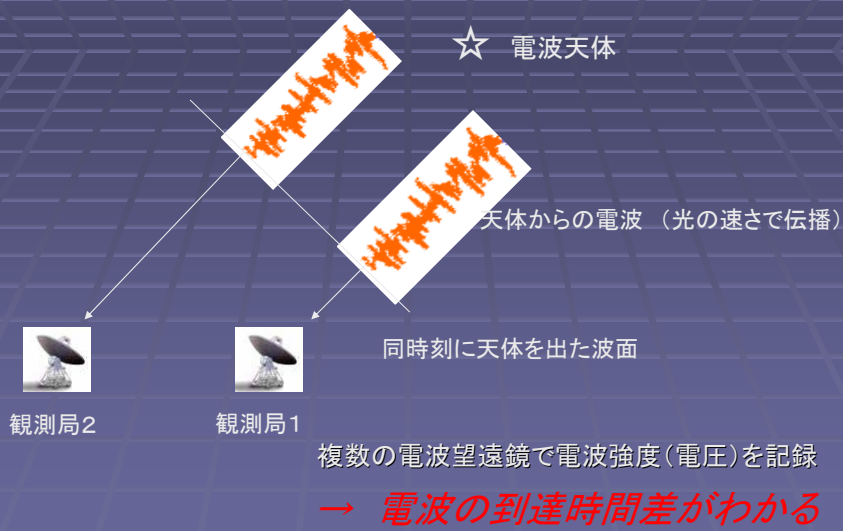
単一鏡



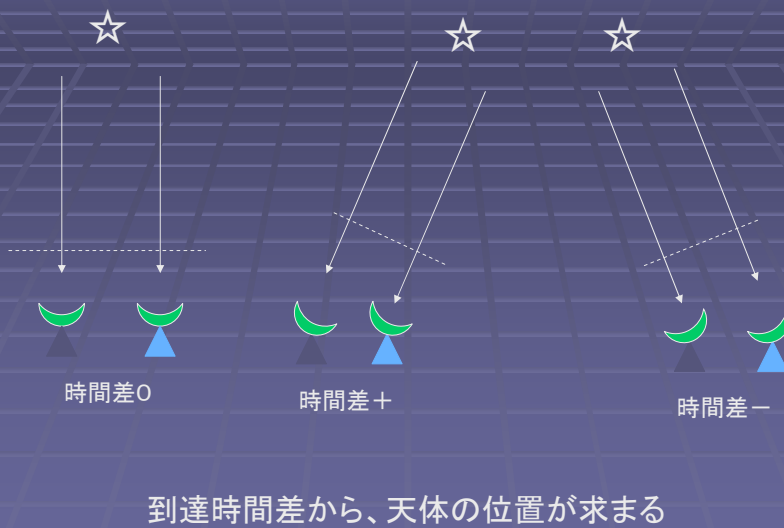
干渉計



## 干渉計の動作原理



## 電波の到達時間差と天体位置

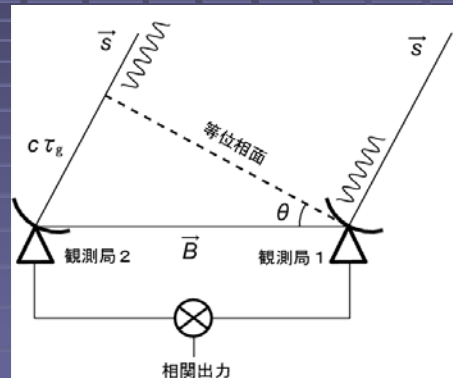


## 干渉計の基本方程式

- 干渉計の基本的な観測量：  
幾何学的遅延時間  $\tau_g$

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

- $s$ : 天体の方向ベクトル
- $B$ : 基線ベクトル
- $c$ : 光速度



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  $\tau_g$  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  $\tau_g$  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

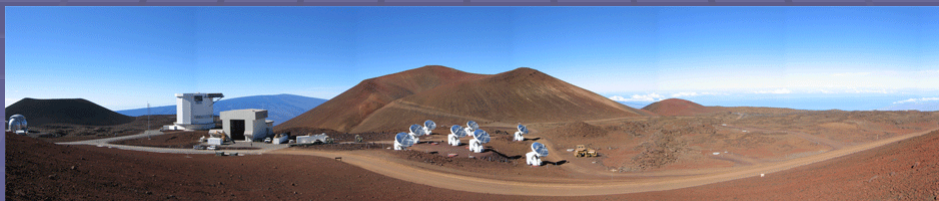
## ミリ波干渉計の例



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

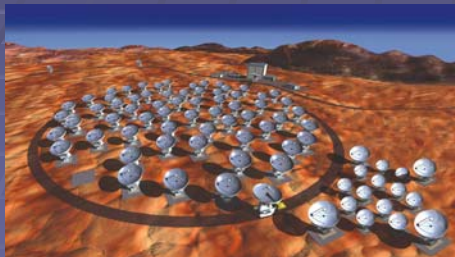


CARMA : OVRO + BIMA +  $\alpha$  を別のより良いサイトへ展開

## 未来の干渉計

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



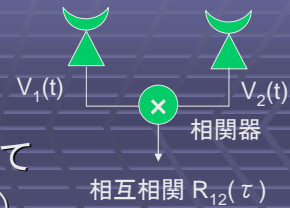
現在建設中

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

# 相関器



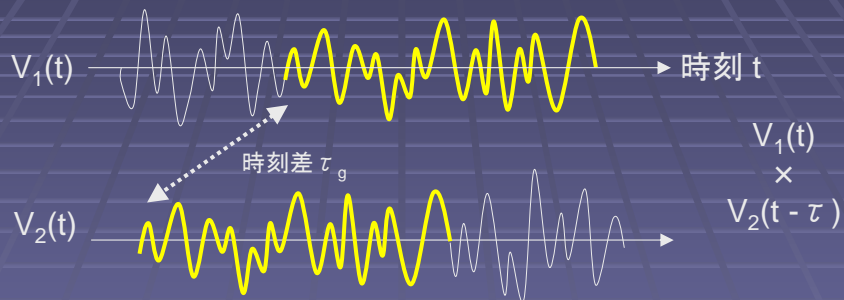
- 各アンテナからの信号を掛け合わせて干渉させる装置 (= 干渉計の心臓部)
- 2つのアンテナでの受信電圧  $V_1(t)$ ,  $V_2(t)$  に対して、以下の相互相関関数  $R_{12}(\tau)$  を求める

$$R_{12}(\tau) = \lim_{T \rightarrow \infty} \frac{1}{2T} \int_{-T}^T V_1(t) V_2(t - \tau) dt$$

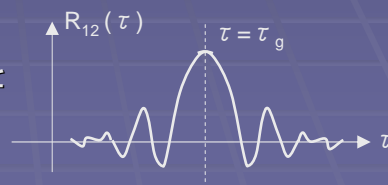
$T \rightarrow \infty$  は十分多くのサンプルをとるという意味。実際には、たとえば  $\nu = 1\text{GHz}$  なら  $T = 1$  秒でも10億サイクルのデータが含まれるので実効的に無限大と考えてよい

## 直感的な見方

- 相関器はある種のパターンマッチングを行っている。



- $R_{12}(\tau)$  は  $V_1$  と  $V_2$  を時刻  $\tau$  ずらして積分したもの。  $\tau$  が  $\tau_g$  に一致すると当然最大になる。これより遅延時間を求めることが可能



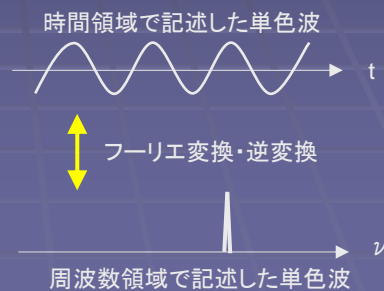
## 相関関数とパワースペクトル

- 相関関数をフーリエ変換するとパワースペクトルになる(詳しくはスペクトル解析などの教科書を参照)  
→ 相関結果からスペクトル(輝線周波数等)の情報も得られる
- フーリエ変換とは、ある物理現象を時間領域(t)から周波数領域( $\nu$ )に(あるいは逆に)変換する演算

$$X(\nu) = \int x(t) e^{-2\pi i \nu t} dt,$$

$$x(t) = \int X(\nu) e^{2\pi i \nu t} d\nu,$$

フーリエ変換と逆変換  
(干渉計でもっとも重要な数学?)



## 相関器

- つい最近までは専用計算機(スーパーコンピューター)
- 最近ではパソコンのクラスターで処理する、ソフト相関器が出現



国立天文台三鷹のFX相関器  
(VERAなどで使用)



米国国立電波天文台のソフト相関器(PCクラスター)

通常、波は複素数として処理される(複素相関器)

→ 観測者が手にするデータも複素数(の羅列)!  
これをvisibilityという

## 干渉計観測のまとめ

- アンテナ間の相互相関から

- 1) 幾何学的遅延時間が求まる
- 2) 遅延時間から点源の天体位置が求まる
- 3) 天体画像が点源の重ね合わせで得られる

- 4) 相互相関関数のフーリエ変換からスペクトルの情報が得られる

これらより、最終的に各周波数での天体画像が得られる。

## 電波干渉計の画質について

## 画質を決める要因

- 情報量(相互相関)の数が多ければ多いほどよい
- 相互相関数は基線数 $N_{\text{base}}$ に比例する

$$N_{\text{base}} = N_{\text{ant}} \times (N_{\text{ant}} - 1) / 2$$

アンテナ数 $N_{\text{ant}}$ のおよそ2乗に比例  
→ アンテナ数は多いほどよい

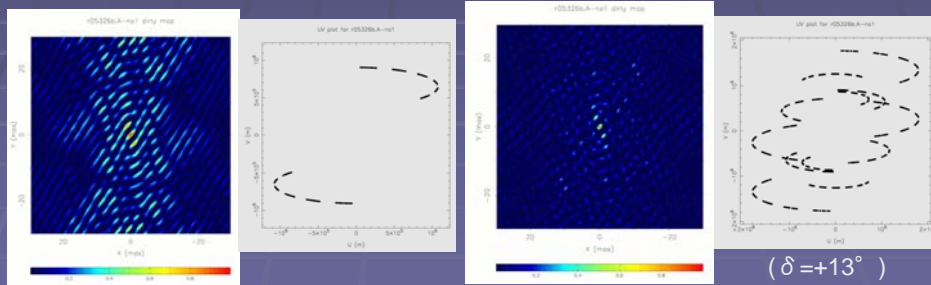
## super-synthesis (超合成)

- アンテナ位置(基線)は地球回転とともに時々刻々変化する
- この効果を使い、時刻の異なる様々な相関情報を合成することで、さらにより画像を得ることが可能(super-synthesis)
- ただし、観測時間(数時間~24時間)内で天体像は不変であることを仮定

※天文現象は時間スケールが極めて長いので、通常はこの仮定は正しい

## UV平面とビームパターン

- 天体から見た基線ベクトルの軌跡の投影をUV平面という。この平面が均質にうまると、良いイメージが得られる。
- 強度1の点源を観測したときに得られるイメージをビームパターンという。これがきれいな方が画質が良い。



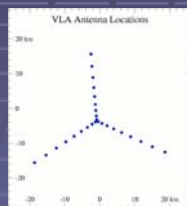
VERAの水沢ー入来基線のUVとビーム

通常のVERA(4局6基線)のUVとビーム

## VLAのビームパターン

- 27台のアンテナをY字状に最適化して配置

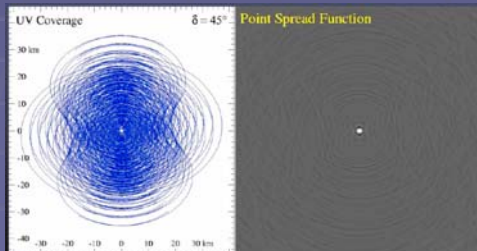
局配置



イメージ



UVとビームパターン



## まとめ

- 電波干渉計の画質を改善するには

- 1) アンテナの数を増やす

- 2) UV平面がよく埋まるようにアンテナ配置を工夫する

- 3) 地球回転の効果を用いて超合成を行う

## 超長基線電波干渉計

(VLBI: Very Long Baseline Interferometer)



## VLBIとは？

- 電波干渉計の分解能も  $\theta = \lambda / D$   
ただし、Dは干渉計の最大基線長
- 基線長Dを地球規模にとれば、究極の分解能を持った装置が得られる

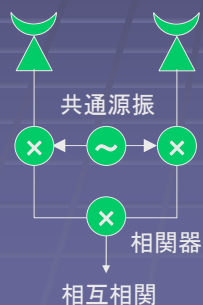
→ VLBI: Very Long Baseline Interferometer

## 結合素子型干渉計とVLBI

- 両者は原理的に同じだが、技術的には違いがある。

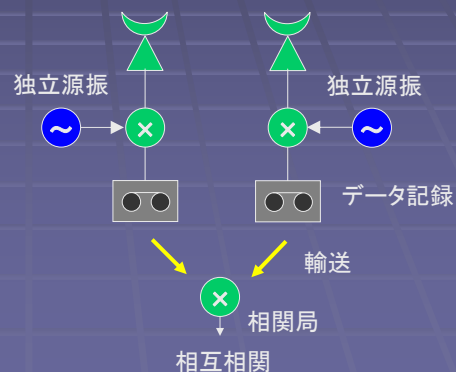
結合素子型:

すべてのアンテナはケーブルで接続されていて、原振も共通。



VLBI:

アンテナ間は接続されていない。原振は独立で、データは記録して相関局へ輸送。



## VLBIを特徴づける装置

- 周波数標準  
原振が独立なので、アンテナ間で可干渉性を保つため、超高安定度の原振(周波数標準)が必要
- レコーダー  
相関局へのデータ輸送のため、記録媒体にデータを記録する(磁気テープ、HDDなど)



水素メーザー  
(アンリツ製)



データレコーダー DIR-2000とテープ(ソニー製)

## VLBI観測網の例

VLBA (米国)  
25m x 10台



EVN (ヨーロッパを中心に世界中の望遠鏡が参加)



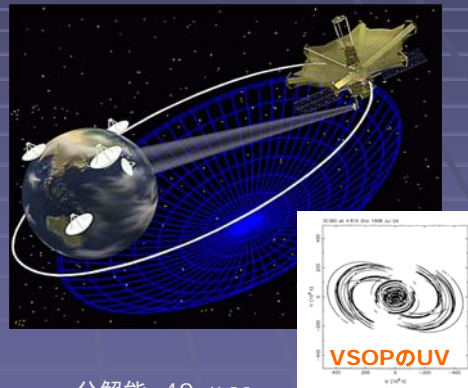
## VLBI観測網 2

VERA  
20m x 4台



分解能 1 mas  
波長1 cm, D = 2300 km

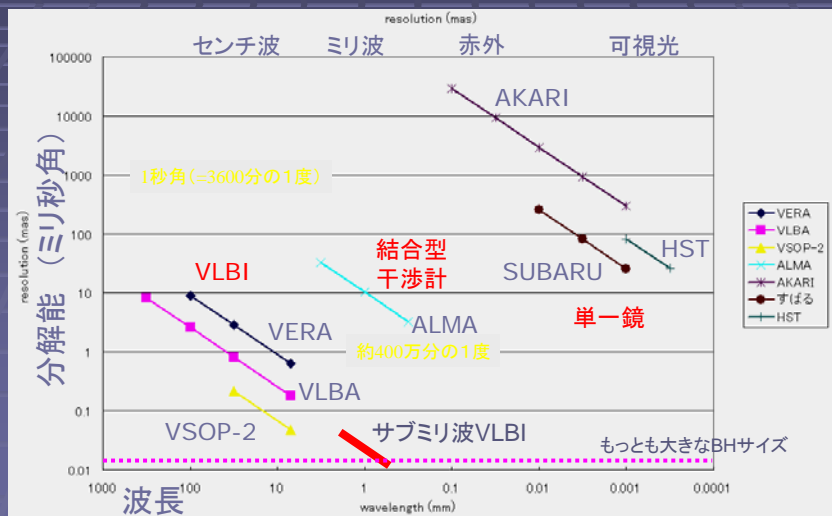
VSOP-2 (VLBI用アンテナを  
積んだ衛星, 2012年打上予定)



分解能 40  $\mu$  as  
波長7 mm, D = 30000 km

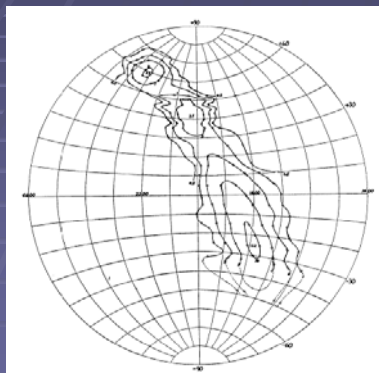
## VLBIの分解能

### ■ 様々な望遠鏡の分解能の比較



## 電波観測技術の進歩

- 70年余りのわずかな時間で、電波望遠鏡はすべての波長帯で最も高い分解能を達成(干渉計技術による)

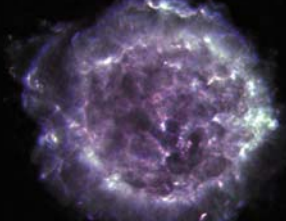


リーバーの電波地図 (1944)

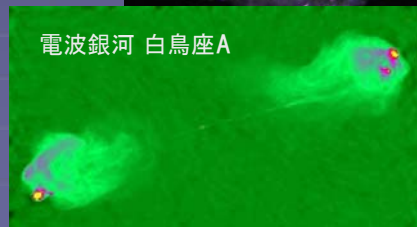
わずか70年

現在の  
電波写真

超新星残骸 Cas A



電波銀河 白鳥座A



## 干渉計の産みの親: マーチン・ライル

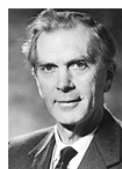
- Martin Ryle (1918-84)  
英国ケンブリッジ大学で  
電波干渉計を開発

同時受賞はA. Hewish  
(パルサーの発見)



### The Nobel Prize in Physics 1974

"for their pioneering research in radio astrophysics: Ryle for his observations and inventions, in particular of the aperture synthesis technique, and Hewish for his decisive role in the discovery of pulsars"



**Sir Martin Ryle**  
1/2 of the prize  
United Kingdom

University of Cambridge  
Cambridge, United Kingdom  
b. 1918  
d. 1984



**Antony Hewish**  
1/2 of the prize  
United Kingdom

University of Cambridge  
Cambridge, United Kingdom  
b. 1924

1974年ノーベル賞

# 電波干渉計の関連技術

## 関連技術1: 測地VLBI



- VLBI(電波干渉計)は、位置の判っている星の観測から地面の動きを求めることも可能(大陸移動説を実証)

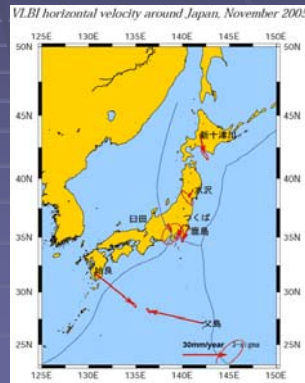


国土地理院の  
筑波32m望遠鏡



VLBIは日本の経緯度を定める「線の下力持ち」

日本地図における  
VLBIの役割



日本列島の動き

## 測地観測

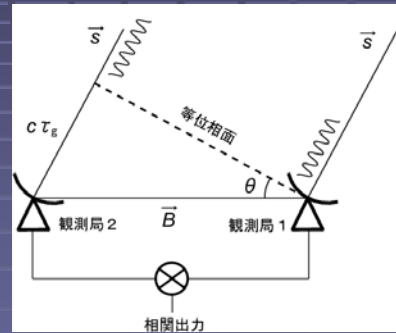
- 干渉計の基礎方程式

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

において天体位置 $s$ を既知とすると、幾何学的遅延時間 $\tau_g$ の観測から基線ベクトル $B$ の情報が得られる。

= 測地観測

測地観測は干渉計による天文観測と表裏一体の関係にある。



電波干渉計の模式図

## 関連技術2: GPS

- GPS (Global Positioning System)

24機の人工衛星からの電波によって位置を計測するシステム。電波干渉計と同じ原理で遅延時間を用いて、位置を計測 (カーナビなど日常生活で利用)。



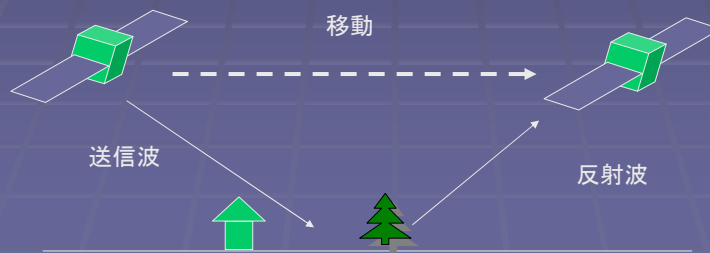
GPS衛星: 衛星には原子時計が積まれ、時刻と衛星位置を地表にむけて送信している



GPSの分布の模式図

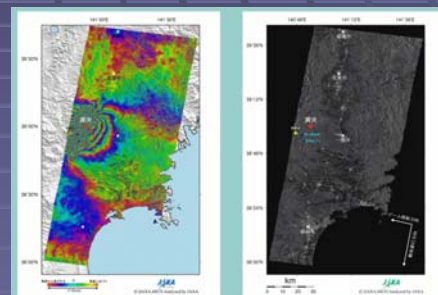
## 関連技術3: 開口合成レーダー

- 開口合成レーダー(SAR; Synthetic Aperture Radar)  
移動する衛星からレーダーを目標に照射し、送信波と受信波を干渉させる。リモートセンシングで活躍



## 例: 地球観測衛星「だいち」

- 開口合成レーダーは地球観測でも活躍

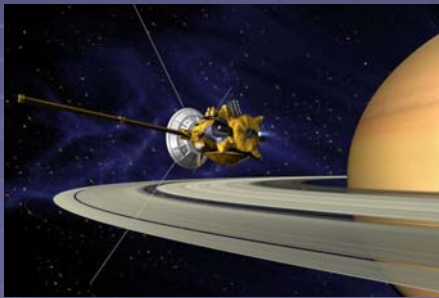


2008年6月の岩手・宮城内陸地震による近く変動

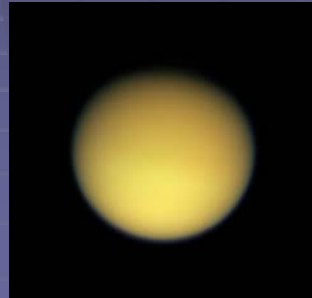
## カッシーニ衛星

- ESAの土星探査衛星  
土星および土星の衛星の探査を行う

カッシーニ衛星

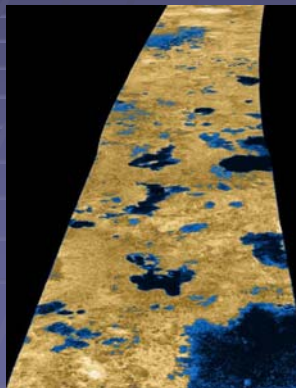


土星の衛星タイタン  
メタンの大気を持つ

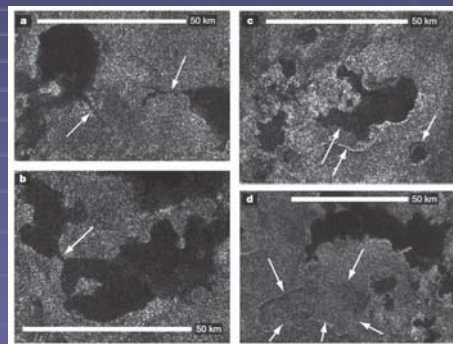


## カッシーニによるタイタン観測

- カッシーニがタイタン近傍を航行した際に、開口合成レーダー観測を行い、メタンの湖を発見(2007)



カッシーニが得たレーダー画像



地形の詳細。レーダー反射率の低い、湖のような地形が存在