

宇宙論パラメータとサーベイ観測

須藤 靖

東京大学 大学院理学系研究科

物理学専攻・初期宇宙研究センター

2000年2月20日(日)～2月23日(水)

(第6回ICEPPシンポジウム@白馬村八方)

Contents

1	観測的宇宙論研究のゴール	2
2	マイクロ背景輻射	3
2.1	COBE (COsmic Background Explorer)	3
2.2	MAP (Microwave Anisotropy Probe)	6
2.3	PLANCK	7
3	銀河・クエーサーサーベイ	10
3.1	LCRS (The Las Campanas Redshift Survey)	10
3.2	HDF (Hubble Deep Field)	11
3.3	SDSS (Sloan Digital Sky Survey)	13
3.4	2dF (Two-degree Field) Survey	15
3.5	すばる	17

4	超新星サーベイ	19
4.1	Supernova Cosmology Project	19
4.2	High-Z SN Search	22
5	重力レンズサーベイ	23
5.1	MACHO (MAssive Compact Halo Objects)	23
5.2	強い重力レンズ	27
5.3	弱い重力レンズ	28
6	宇宙論パラメータ	29
6.1	定義	29
6.2	ハッブル定数 h	31
6.2.1	ハッブル定数決定の問題点	31
6.2.2	標準光源 (standard candle)	32
6.2.3	Summary of the HST Key Project results	33
6.2.4	Ia型超新星	34
6.2.5	Sunyaev-Zel'dovich 効果	36
6.2.6	重力レンズ効果 (time delay)	41
6.3	密度ゆらぎの振幅 σ_8	43
6.3.1	CMB 振幅	43
6.3.2	銀河団の個数密度	44
6.4	質量密度パラメータ Ω_0	48
6.4.1	渦巻銀河の回転曲線と銀河の質量光度比	48
6.4.2	ビリアル定理と X線銀河団の質量	49
6.4.3	銀河団のバリオン質量比	50
6.5	宇宙の曲率 $\Omega_K \equiv \Omega_0 + \lambda_0 - 1$	51
6.6	宇宙定数 λ_0	53
7	まとめと展望	56

1 観測的宇宙論研究のゴール

宇宙論的 観測データ

↓ 理論モデル・計算機シミュレーション

宇宙の多様性の物理的理解

第一世代の天体（QSO、Pop.III stars？）
階層構造（星・銀河・銀河団・超銀河団）
物質密度と分布：バリオン・ダークマター
元素の起源（QSO吸収線系、銀河・銀河団）
宇宙の熱史（QSO、原始銀河・銀河団）

宇宙の初期条件の再構築

原始密度揺らぎの確率分布関数
原始密度揺らぎのスペクトル
宇宙論パラメータの決定

“観測データが限られている場合稀な天体ほど先に発見される” → 天文学的興味からは重要だが、、、
宇宙論はごく平均的なものを対象とする
統計的均質性・信頼性・観測領域サイズがより重要

マイクロ波背景輻射
宇宙の大構造
重力レンズによるダークマターマッピング
超新星サーベイと宇宙定数

2 マイクロ背景輻射

2.1 COBE (COsmic Background Explorer)

赤外・マイクロ波における宇宙背景輻射を観測することを目的とし、NASA Goddard Space Flight Center で開発、1989年11月18日に打ち上げられた。

- (a) $(0.05 \sim 0.5)\text{cm}$ の波長域にわたって、エネルギースペクトルが 10^{-4} の精度でプランク分布と一致することの確認。
- (b) CMB の温度の高精度決定: $T_{\gamma,0} = 2.728 \pm 0.002\text{K}$
- (c) 太陽系の運動の高精度決定: 速度 $371 \pm 1\text{km/sec}$ 、銀河座標の経度 $l = 264^\circ.14 \pm 0^\circ.15$ 、緯度 $b = 48^\circ.26 \pm 0^\circ.15$ の方向。
- (d) 温度ゆらぎの発見: 7度角と10度角スケールでの rms 値にして、それぞれ $\Delta T_{\text{rms}}(7^\circ) = 33 \pm 2\mu\text{K}$ 、 $\Delta T_{\text{rms}}(10^\circ) = 29 \pm 1\mu\text{K}$ 。



DIRBE (Diffuse Infrared Background Experiment: 拡散赤外背景輻射実験装置)、FIRAS (Far-Infrared Absolute Spectrometer: 遠赤外絶対分光計)、DMR (Differential Microwave Radiometer: 差動型マイクロ波測定器) の3種類の検出器を搭載。

Figure 1: COBE 衛星。 (<http://space.gsfc.nasa.gov/astro/cobe>)

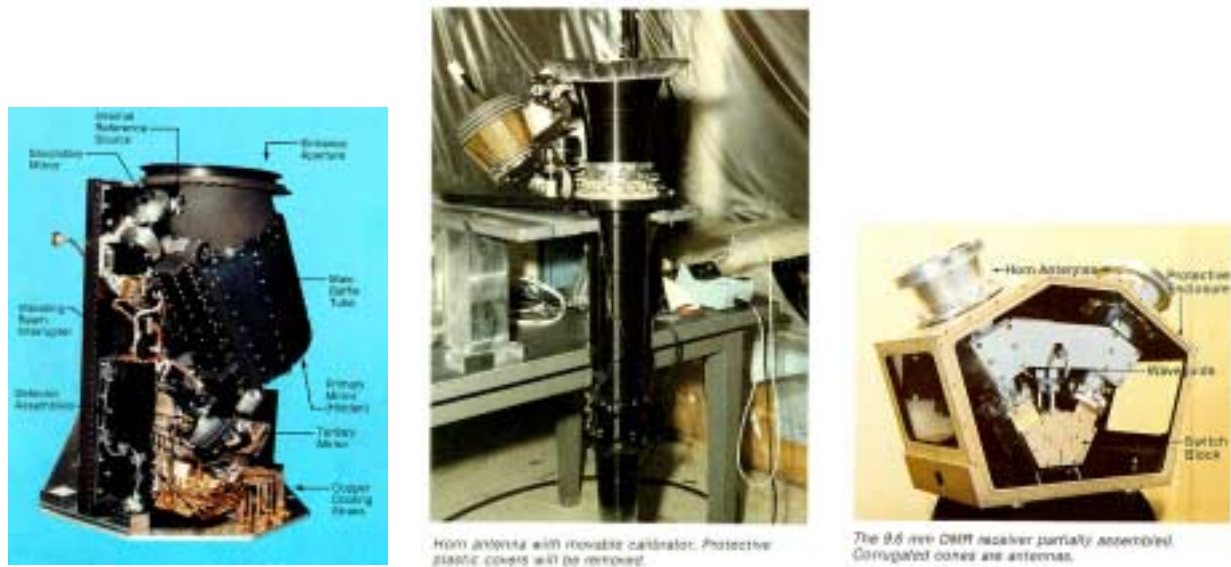


Figure 2: FIRAS (左)、DIRBE (中心)、DMR (右)

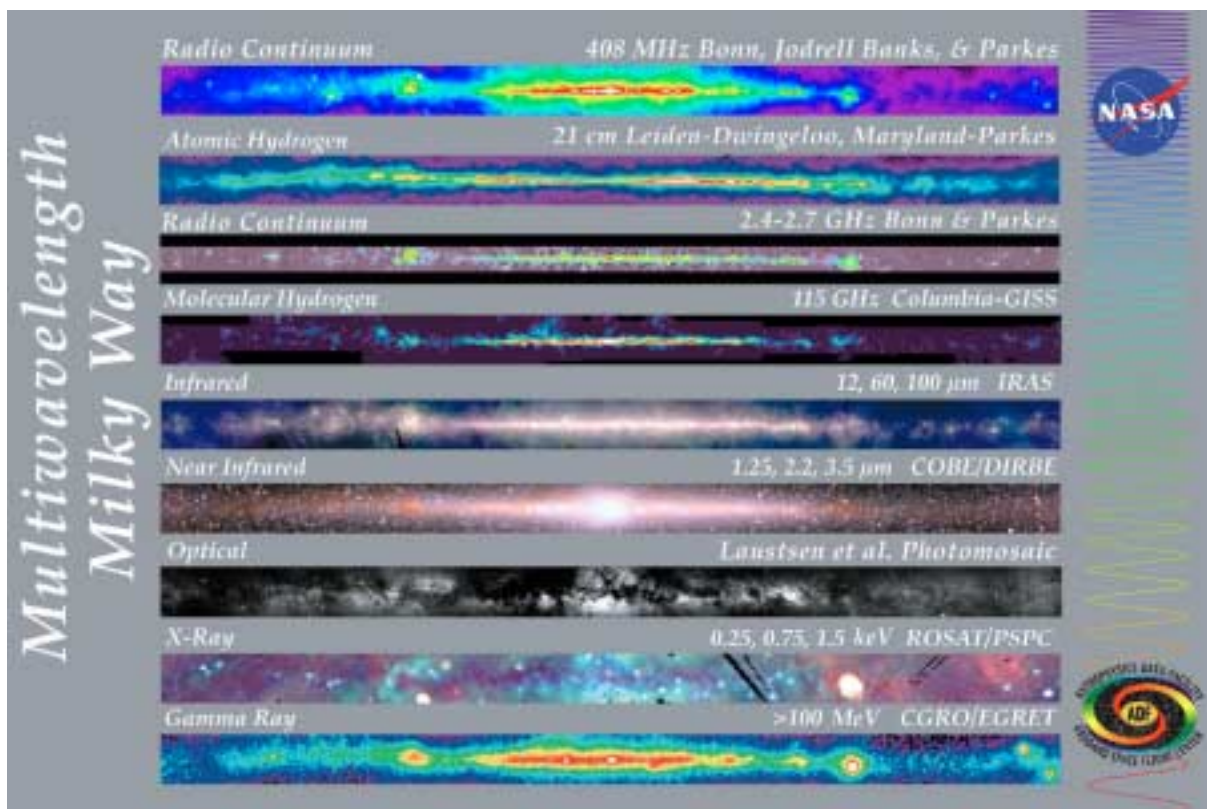


Figure 3: 銀河中心の多波長観測

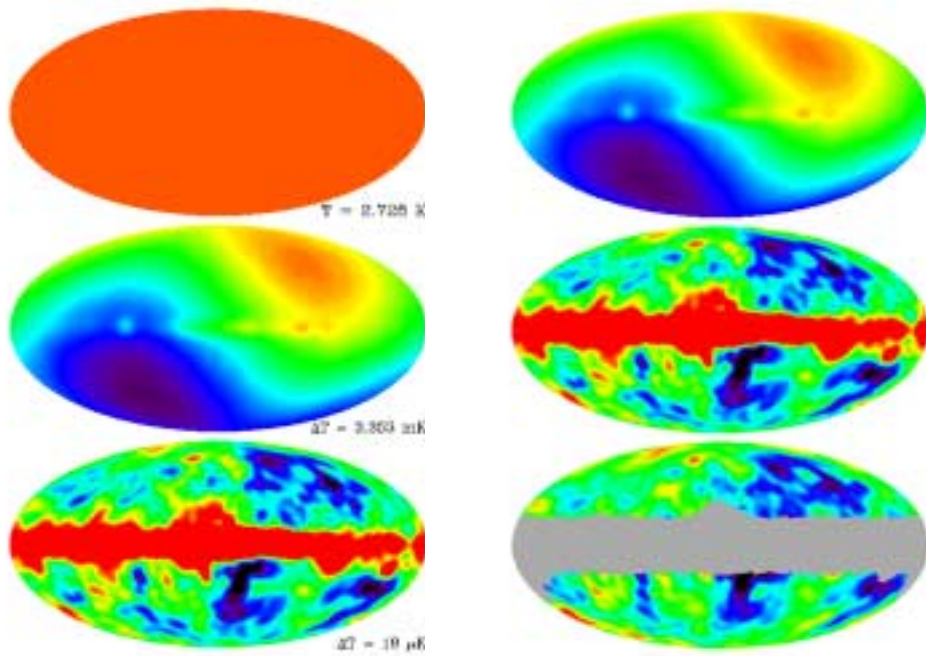


Figure 4: マイクロ波放射温度分布地図 (monopole, dipole, residual)

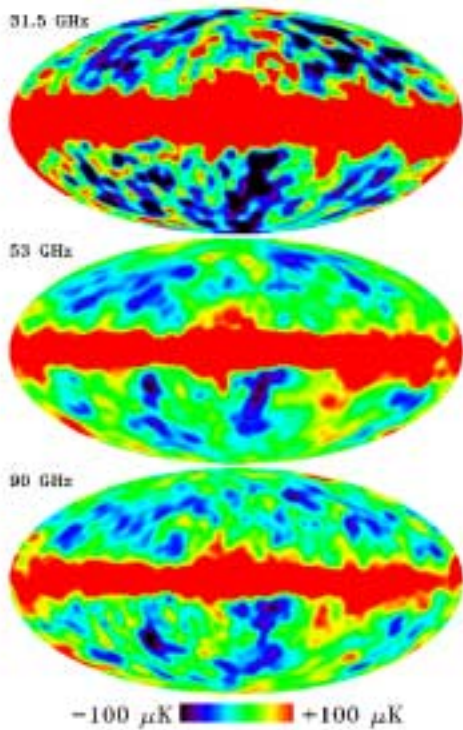


Figure 5: DMR での 4 年間観測からの温度地図 (31, 53, 90GHz)。

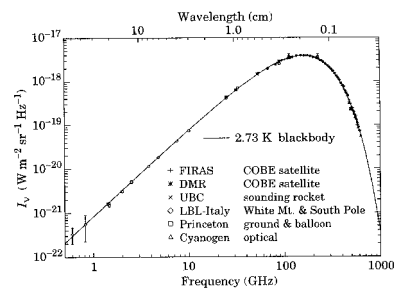
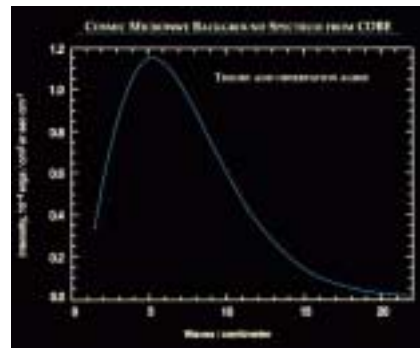
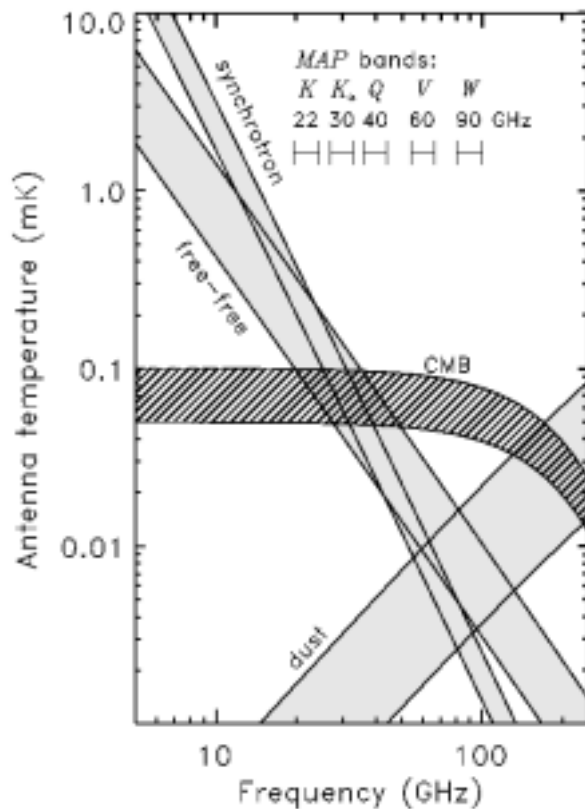


Figure 6: FIRAS および、ロケット、気球、地上観測から決定された CMB スペクトル

2.2 MAP (Microwave Anisotropy Probe)



COBE に比べて一桁以上の高角度分解能で 2 年間観測し、マイクロ波背景放射の全天温度地図を完成させることを目的とし、NASA Goddard Space Flight Center とプリンストン大が開発。2000 年秋 打ち上げ予定。

Figure 7: 銀河系放射と MAP の観測バンド。分解能 (度、FWHM) は (0.93, 0.68, 0.47, 0.35, 0.21) at 22, 30, 40, 60, 90 GHz.

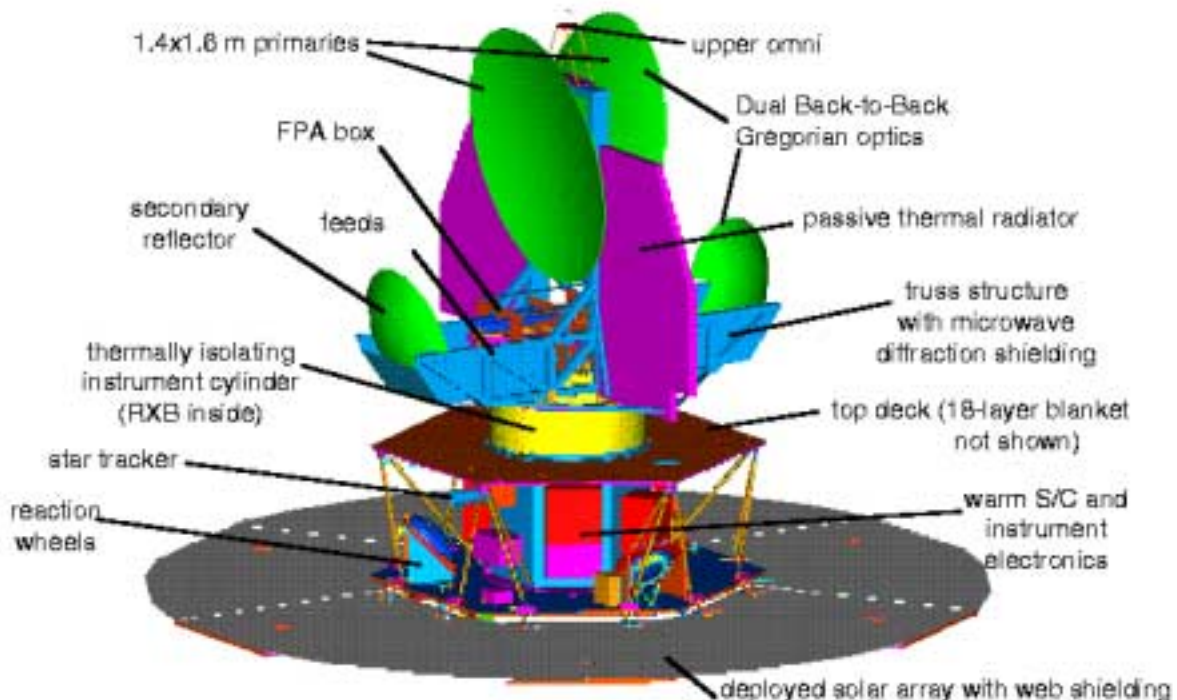
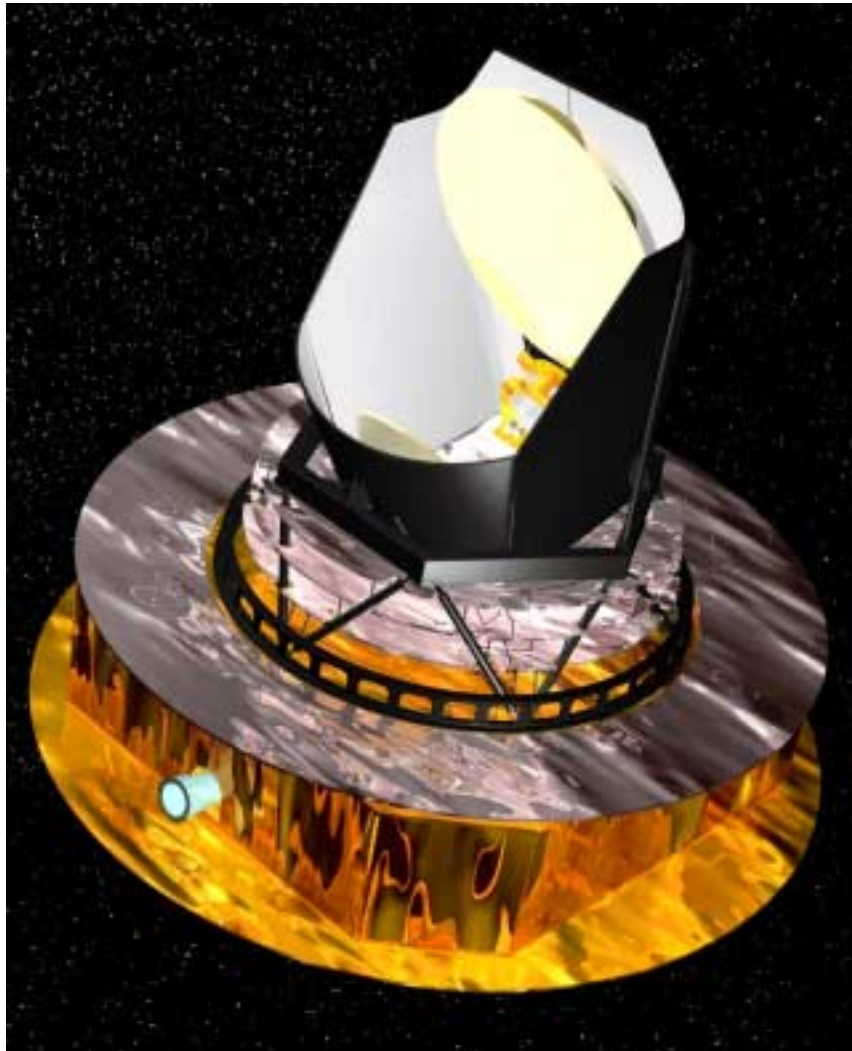


Figure 8: MAP の構成図 (<http://map.gsfc.nasa.gov>)

2.3 PLANCK




European Space Agency が開発している宇宙背景輻射観測衛星。MAP を上回る角度分解能と、サブミリ波までの広い観測バンドを持つ。2007年打ち上げ予定。



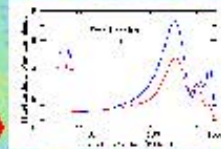
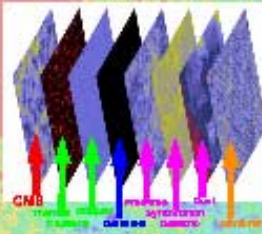
Detector	HEMT arrays				Bolometer arrays					
Temperature	~ 20K				0.1K					
ν (GHz)	30	44	70	100	100	143	217	353	545	857
$\Delta\nu/\nu$	0.2	0.2	0.2	0.2	0.25	0.25	0.25	0.25	0.25	0.25
# detector	4	6	12	34	4	12	12	6	8	6
$\Delta\theta$ (')	33	23	14	10	10.7	8.0	5.5	5.0	5.0	5.0
$\Delta T/T(10^{-6})$	1.6	2.4	3.6	4.3	1.7	2.0	4.3	14.4	147.0	6670


Figure 9: PLANCK 衛星。 (<http://astro.estec.esa.nl/SA-general/Projects/Planck>)

PLANCK



Planck is the European Space Agency's mission to map the structure of the Cosmic Microwave Background in unprecedented detail. Planck will observe the Universe as it was 300,000 years after the Big Bang, will constrain cosmological models and examine the birth of large-scale structure in the Universe.

<h3>Mission Overview</h3> <p>The Planck satellite will be launched in 2009. It will observe the Cosmic Microwave Background (CMB) in unprecedented detail. It will map the CMB in 19 frequency channels, with a resolution of 5 arcmin per beam, and an angular scale of 0.071 degrees.</p> <p>MISSION OBJECTIVES</p> <ul style="list-style-type: none"> • Measure the CMB temperature anisotropy with a precision of 100 μK. • Measure the CMB polarization with a precision of 100 μK. • Measure the CMB spectral index with a precision of 0.01. • Measure the CMB lensing with a precision of 100 μK. <p>SCIENTIFIC OBJECTIVES</p> <ul style="list-style-type: none"> • Measure the CMB temperature anisotropy with a precision of 100 μK. • Measure the CMB polarization with a precision of 100 μK. • Measure the CMB spectral index with a precision of 0.01. • Measure the CMB lensing with a precision of 100 μK. 	<h3>Scientific Objectives</h3> <p>Planck will provide a comprehensive and detailed map of the CMB, which will be used to constrain cosmological models and examine the birth of large-scale structure in the Universe.</p>    <p>A comparison of the CMB temperature anisotropy and polarization with the predictions of the ΛCDM model. The CMB temperature anisotropy is shown in the top panel, and the polarization is shown in the bottom panel. The spectral index is shown in the right panel.</p>
<h3>Technical Overview</h3> <p>Planck is a satellite mission, which will be launched in 2009. It will observe the CMB in 19 frequency channels, with a resolution of 5 arcmin per beam, and an angular scale of 0.071 degrees.</p> <p>MISSION OBJECTIVES</p> <ul style="list-style-type: none"> • Measure the CMB temperature anisotropy with a precision of 100 μK. • Measure the CMB polarization with a precision of 100 μK. • Measure the CMB spectral index with a precision of 0.01. • Measure the CMB lensing with a precision of 100 μK. <p>SCIENTIFIC OBJECTIVES</p> <ul style="list-style-type: none"> • Measure the CMB temperature anisotropy with a precision of 100 μK. • Measure the CMB polarization with a precision of 100 μK. • Measure the CMB spectral index with a precision of 0.01. • Measure the CMB lensing with a precision of 100 μK. 	<h3>Scientific Features</h3>  <p>Planck is a satellite mission, which will be launched in 2009. It will observe the CMB in 19 frequency channels, with a resolution of 5 arcmin per beam, and an angular scale of 0.071 degrees.</p> <p>MISSION OBJECTIVES</p> <ul style="list-style-type: none"> • Measure the CMB temperature anisotropy with a precision of 100 μK. • Measure the CMB polarization with a precision of 100 μK. • Measure the CMB spectral index with a precision of 0.01. • Measure the CMB lensing with a precision of 100 μK. <p>SCIENTIFIC OBJECTIVES</p> <ul style="list-style-type: none"> • Measure the CMB temperature anisotropy with a precision of 100 μK. • Measure the CMB polarization with a precision of 100 μK. • Measure the CMB spectral index with a precision of 0.01. • Measure the CMB lensing with a precision of 100 μK.
<h3>Instruments</h3> <p>Planck is a satellite mission, which will be launched in 2009. It will observe the CMB in 19 frequency channels, with a resolution of 5 arcmin per beam, and an angular scale of 0.071 degrees.</p> <p>MISSION OBJECTIVES</p> <ul style="list-style-type: none"> • Measure the CMB temperature anisotropy with a precision of 100 μK. • Measure the CMB polarization with a precision of 100 μK. • Measure the CMB spectral index with a precision of 0.01. • Measure the CMB lensing with a precision of 100 μK. <p>SCIENTIFIC OBJECTIVES</p> <ul style="list-style-type: none"> • Measure the CMB temperature anisotropy with a precision of 100 μK. • Measure the CMB polarization with a precision of 100 μK. • Measure the CMB spectral index with a precision of 0.01. • Measure the CMB lensing with a precision of 100 μK. 	<h3>Mission status</h3> <p>Planck is a satellite mission, which will be launched in 2009. It will observe the CMB in 19 frequency channels, with a resolution of 5 arcmin per beam, and an angular scale of 0.071 degrees.</p> <p>MISSION OBJECTIVES</p> <ul style="list-style-type: none"> • Measure the CMB temperature anisotropy with a precision of 100 μK. • Measure the CMB polarization with a precision of 100 μK. • Measure the CMB spectral index with a precision of 0.01. • Measure the CMB lensing with a precision of 100 μK. <p>SCIENTIFIC OBJECTIVES</p> <ul style="list-style-type: none"> • Measure the CMB temperature anisotropy with a precision of 100 μK. • Measure the CMB polarization with a precision of 100 μK. • Measure the CMB spectral index with a precision of 0.01. • Measure the CMB lensing with a precision of 100 μK.



More information on Planck is available at:
<http://astro.estec.esa.nl/Planck/>

Figure 10: PLANCK 衛星ポスター。

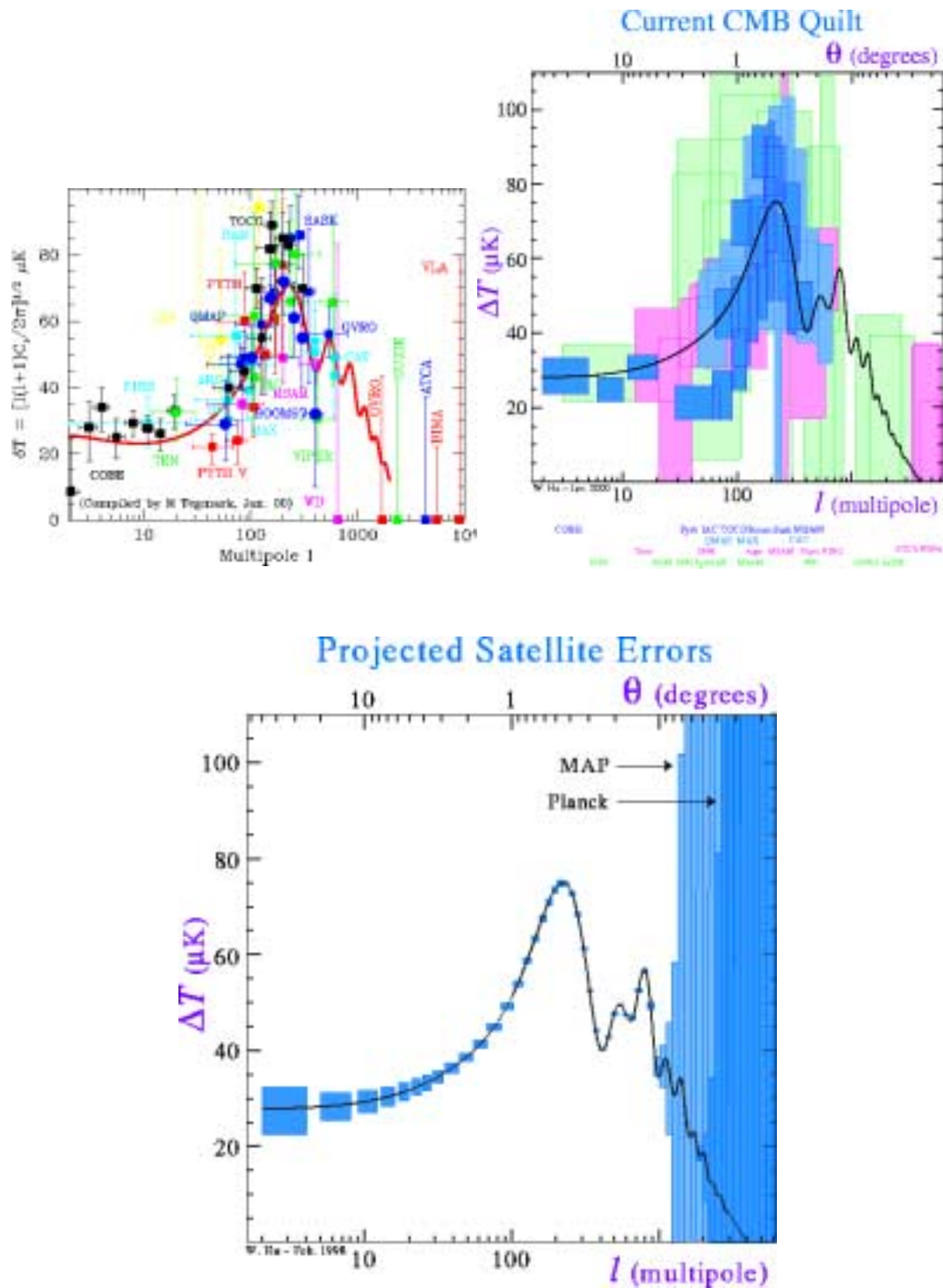
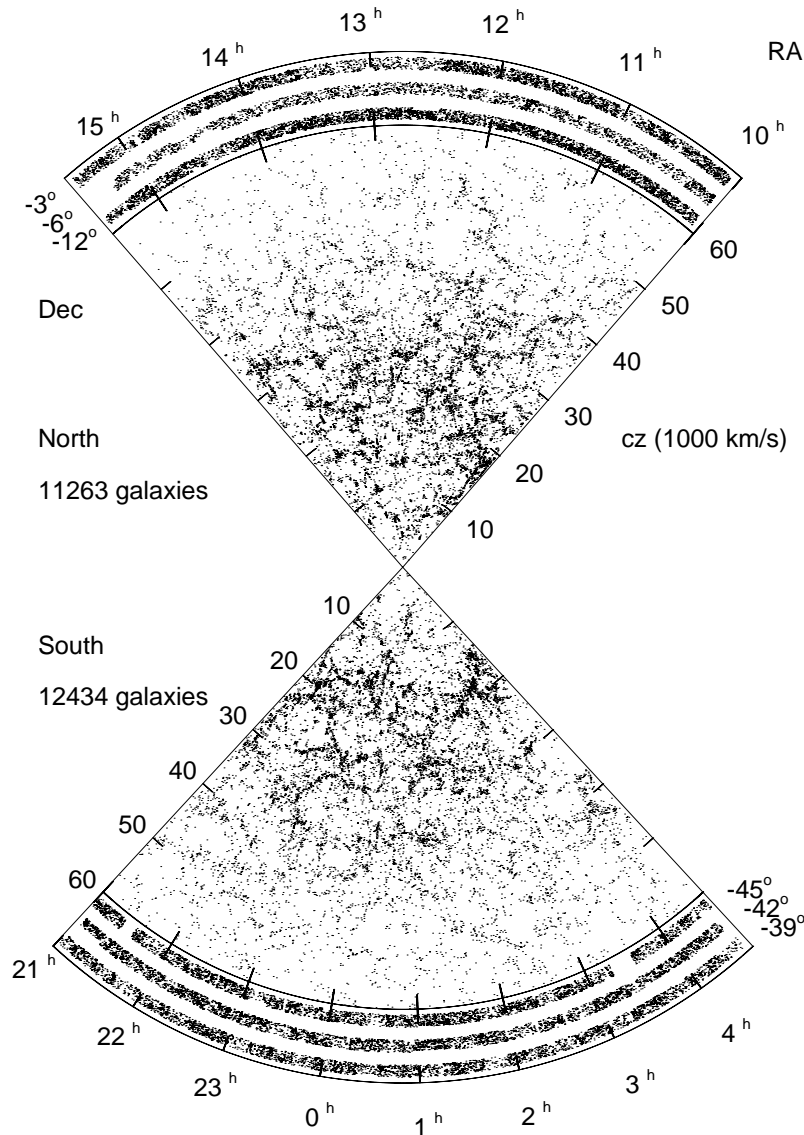


Figure 11: CMB 温度角度相関関数の多重極モーメント。
 上：現在の観測データをすべてまとめたプロット、
 下：MAP およびPLANCKで予想される誤差棒

3 銀河・クエーサーサーベイ

3.1 LCRS (The Las Campanas Redshift Survey)



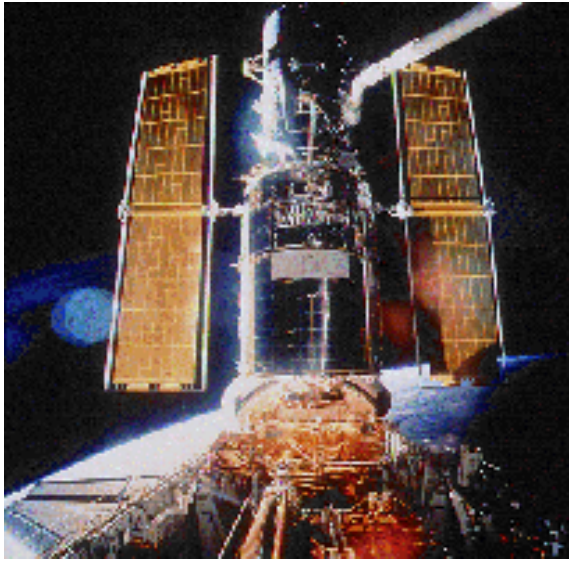
ラスカンパナス赤方偏移サーベイは、米国のカーネギー研究所、ハーバード大学などの研究者を中心としたグループが、南米チリにあるラスカンパナス天文台の2.5m望遠鏡（視野2.1度）を用いて1988年11月から1994年10月にかけて行った銀河サーベイ。

北天、南天それぞれに3つずつ $1.5^\circ \times 80^\circ$ の領域を選び、その中の銀河総計26418個の赤方偏移を観測した。

Figure 12: ラスカンパナス赤方偏移サーベイ。

(<http://manaslu.astro.utoronto.ca/~lin/lcrs.html>)

3.2 HDF (Hubble Deep Field)



1990年4月24日に打ち上げられた口径2.4mのハッブル宇宙望遠鏡(HST)は、当初光学系の問題により期待された性能を達成できなかったが、1993年12月2日に打ち上げられたスペースシャトルエンデバー号による修理の結果、0.1秒角以下の解像度を実現した(地上の望遠鏡の解像度はおよそ1秒程度である)。

Figure 13: Hubble Space Telescope (<http://marvel.stsci.edu/top.html>)

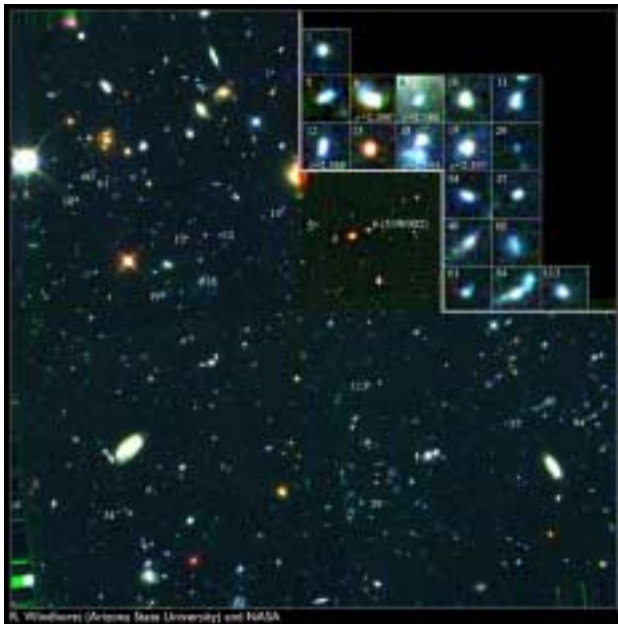


Figure 14: Hubble Deep Field は HST が、1995年12月18日から28日まで紫外・青・赤・赤外の4つの波長域で天球上で一辺2.6分角の領域を繰り返し露光したデータ(325枚の画像)をまとめてつくられたもの。現時点で人類が観測し得えた宇宙の果ての姿を示している。右は、1998年10月に HDF South として観測されたものの一部。

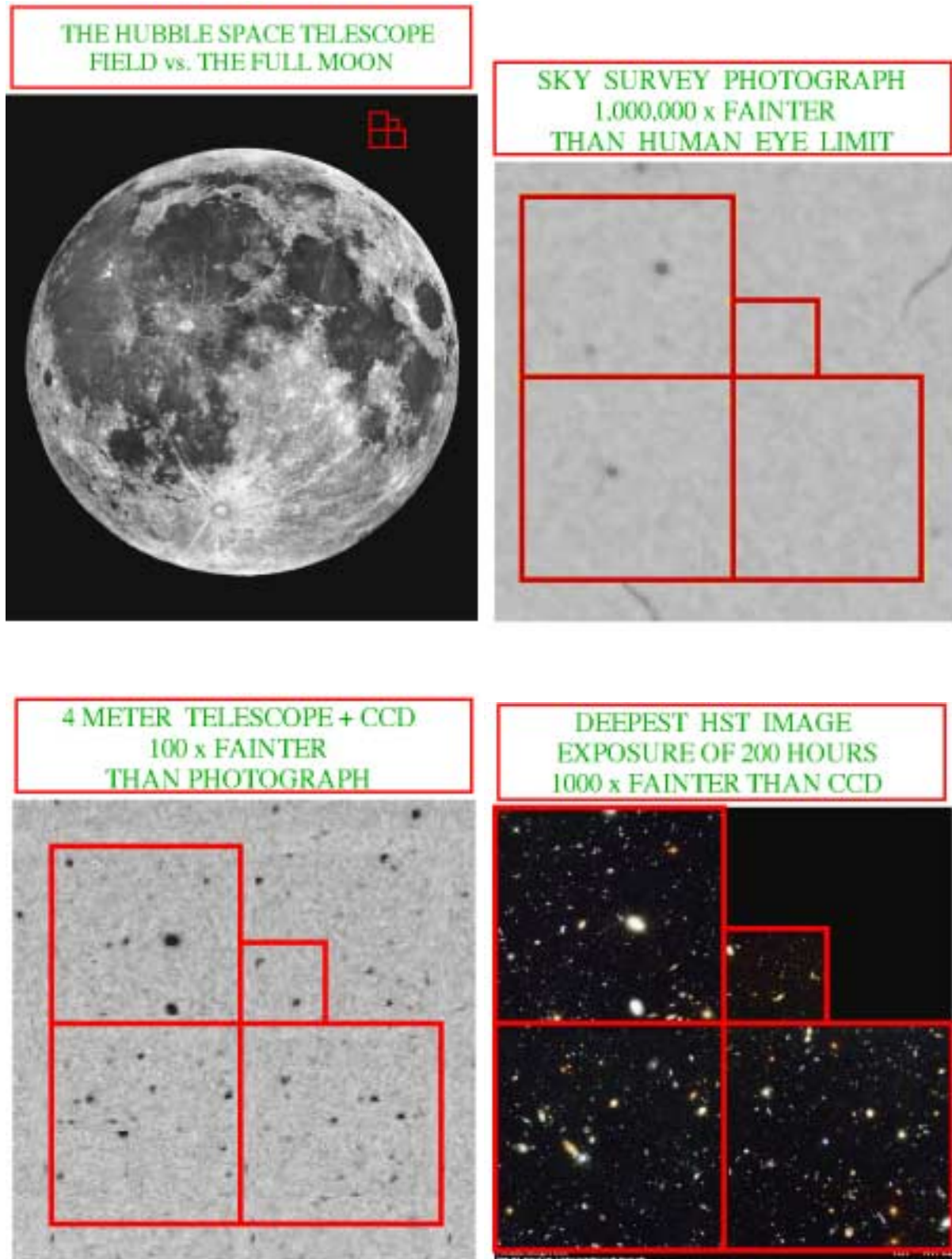


Figure 15: HSTの角度分解能の比較

3.3 SDSS (Sloan Digital Sky Survey)

日米共同の可視域における銀河・クエーサーサーベイ観測プロジェクト。1998年5月27日にファーストライト。今後5年間で、測光・分光観測を終える予定。



北天 π ステラジアン領域の、5色同時測光と波長分解能 $\lambda/\Delta\lambda = 2000$ の分光観測。19等級までの銀河100万個と20等級までのクエーサー10万個の分光サーベイによって3次元分布地図を作成する。

Figure 16: SDSS ファーストライトのデータで発見された最も遠方のクエーサー ($z = 0$) (<http://www.sdss.org/>)



Figure 17: ニューメキシコ州アパッチポイント天文台にある2.5m SDSS専用望遠鏡



Figure 18: SDSS ファーストライト 画像。

3.4 2dF (Two-degree Field) Survey

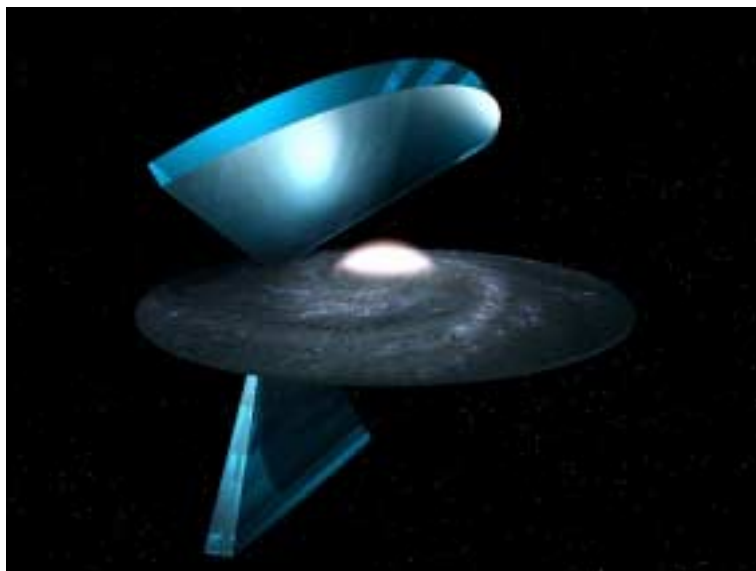
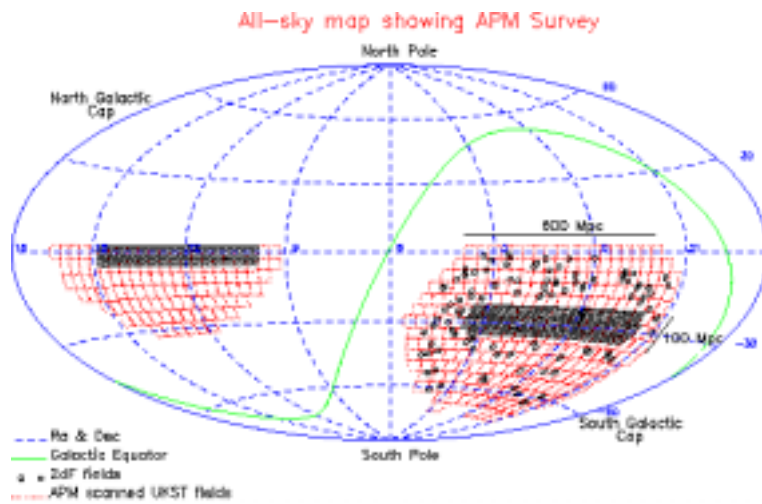


Figure 19: 2dF 銀河サーベイ領域。

2dFサーベイは、口径 4m のアングロオーストラリア天文台望遠鏡に取り付けられた 2dF と呼ばれる多天体分光器（400 天体の同時分光が可能）を利用した英豪共同の銀河・クエーサー観測プロジェクト。 b_J バンドで 19.5 等級より明るい銀河 25 万個と、 R バンドで 21 等級より明るい銀河 1 万個、 $18.25 < b_J < 20.85$ のクエーサー 2 万 5 千個の分光観測を行う。1996 年 10 月にファーストデータ、1997 年 10 月から多天体分光サーベイ開始。

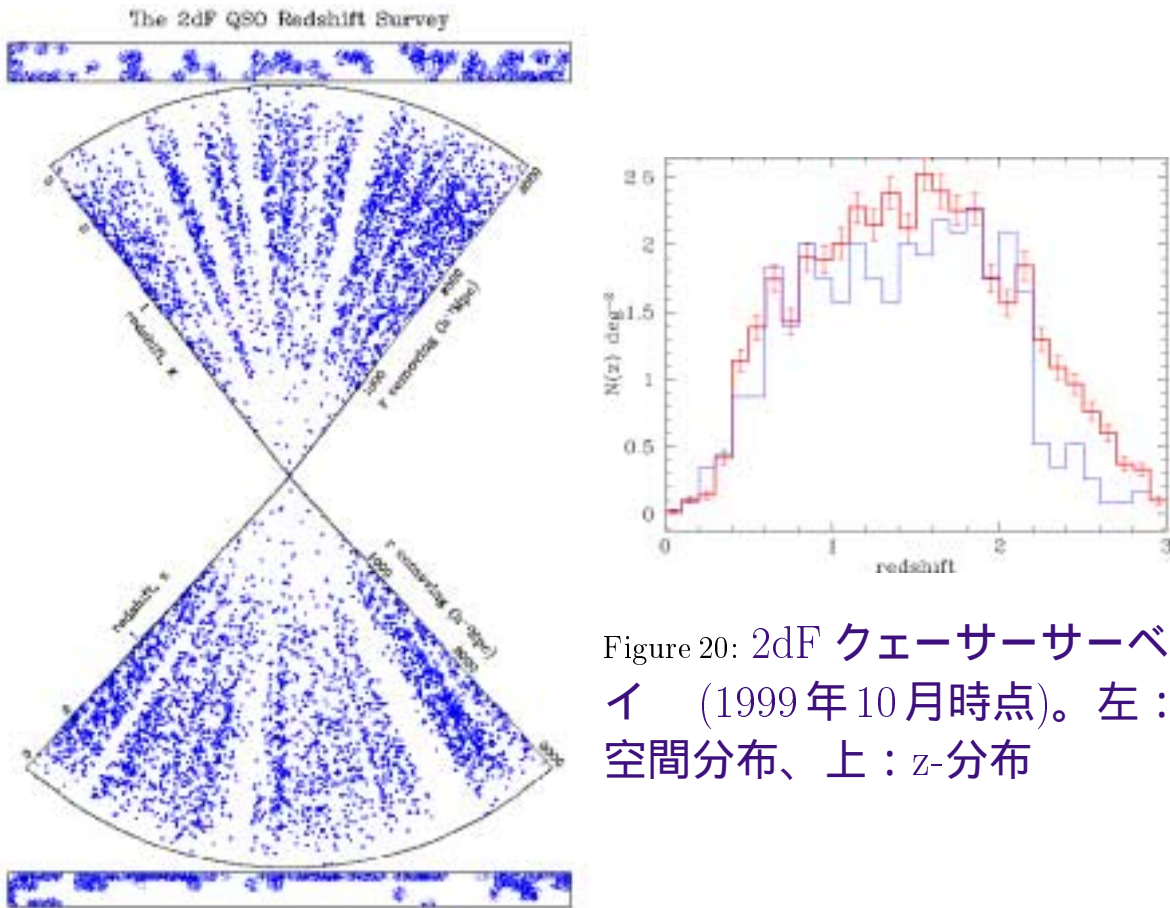


Figure 20: 2dF クエーサーサーベイ (1999年10月時点)。左：空間分布、上： z -分布

(http://www.mso.anu.edu.au/~rsmith/QSO_Survey/qso_surv.html)

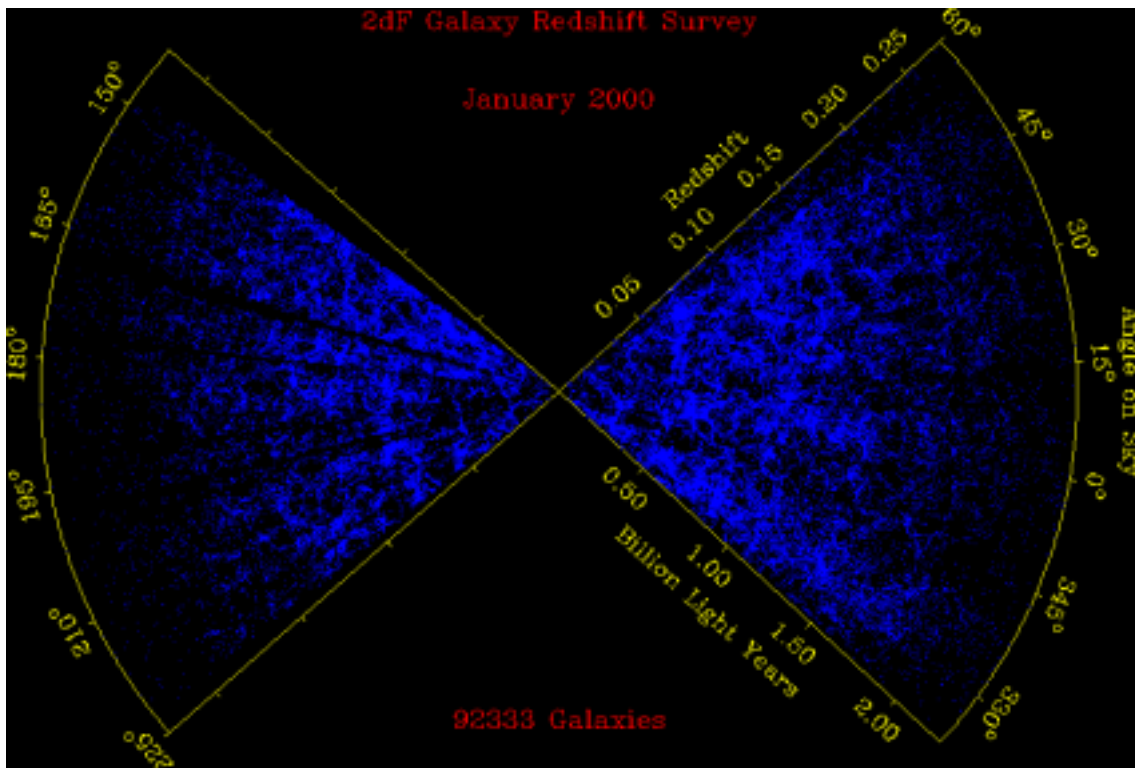


Figure 21: 2dF 銀河サーベイの空間分布 (2000年1月時点)。
(<http://www.mso.anu.edu.au/2dFGRS/>)

3.5 すばる

国立天文台がハワイ島マウナケア山頂に建設した、口径 8.2m の光学・赤外線望遠鏡。1999年1月にファーストライト。

近赤外線分光撮像装置 IRCS (Infrared Camera and Spectrograph) すばるの基本装置。
コロナグラフ撮像装置 CIAO (Coronagraph Imager with Adaptive Optics) 太陽系外惑星の発見。

冷却中間赤外分光撮像装置 COMICS (Cooled Mid Infrared Camera and Spectrometer) 波長 10 ミクロンと 20 ミクロンでの、惑星系形成、星形成、ダスト形成の観測。

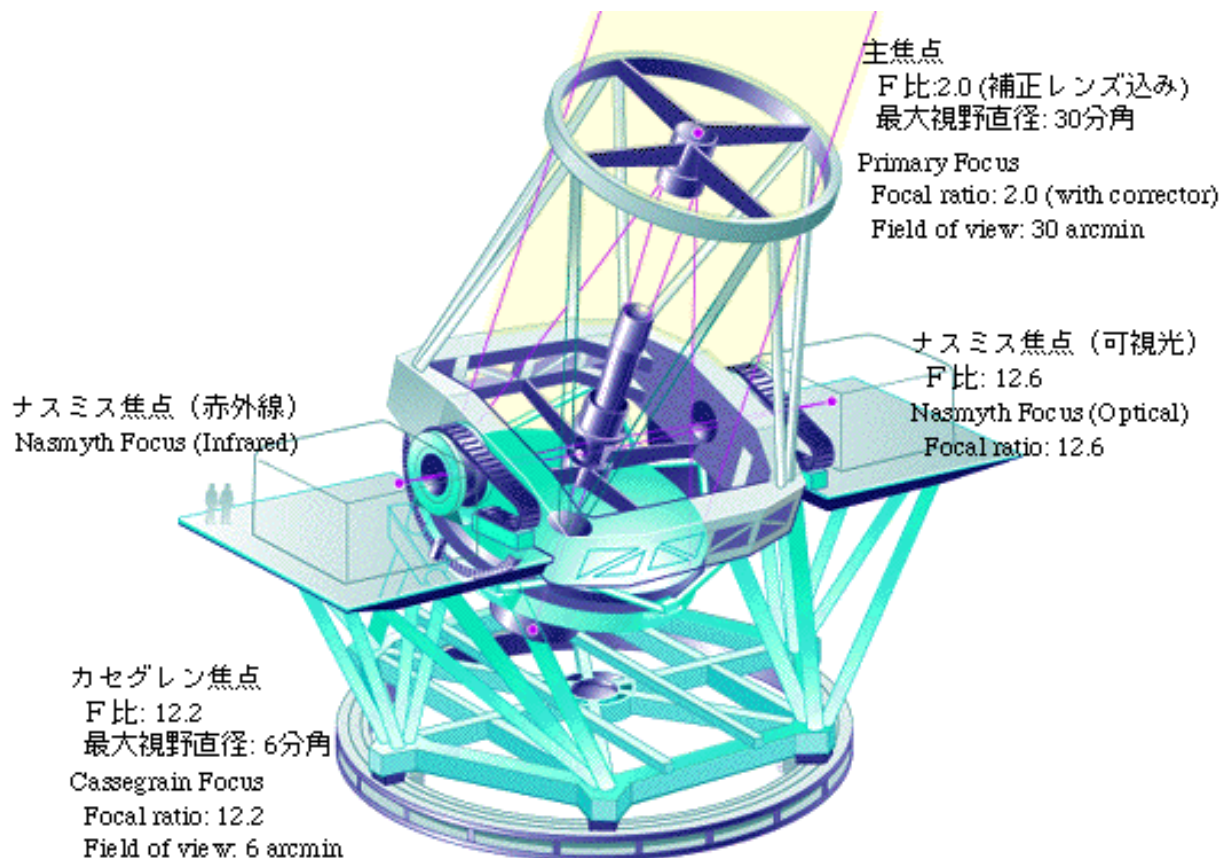
微光天体分光撮像装置 FOCAS (Faint Object Camera and Spectrograph) 100 天体同時分光による遠方銀河の観測。

すばる主焦点カメラ Suprime-Cam (Subaru Prime Focus Camera) 30 分角という大視野での宇宙の大構造の研究、太陽系外縁部の小天体探索。

高分散分光器 HDS (High Dispersion Spectrograph) $\Delta\lambda/\lambda = 10^5$ の高分解能を持ち、星の元素組成、クエーサーの吸収線を研究。

OH 夜光除去分光器 OHS (OH Airglow Suppression Spectrograph) 上層大気の OH 分子が出す夜光を取り除き、高感度を実現。遠方銀河、褐色矮星等の暗い天体の粗い分光観測。

波面補償光学装置 AO (Adaptive Optics) 大気のゆらぎを実時間で補正する装置で、0.06 秒角という角度分解能を実現する。



遠藤孝悦・画 日経サイエンス1996年2月号より
Illustration by Takaetsu Endo, taken from Nikkei Science 1996

Figure 22: すばる望遠鏡。



Figure 23: すばる天文台のサイト（左上）、ドーム（右上）、望遠鏡（左下）。右下は、近赤外線カメラ CISCO を用いて、J バンド (1.25 ミクロン) で 12.1 時間、K' バンド (2.13 ミクロン) で 9.7 時間観測して得られた SDF (Subaru Deep Field) 画像。

(http://www.naoj.org/j_index.html)

4 超新星サーベイ

Ia型超新星は、その最大光度がほぼ一定であることが知られており、いわゆる標準光源である。高赤方偏移にある銀河の中の超新星を見つけて、その銀河までの距離を決めることで、ハッブル定数や宇宙論パラメータを決定することを目的とする。

4.1 Supernova Cosmology Project

ローレンスバークレー研究所を中心とした超新星サーベイ。

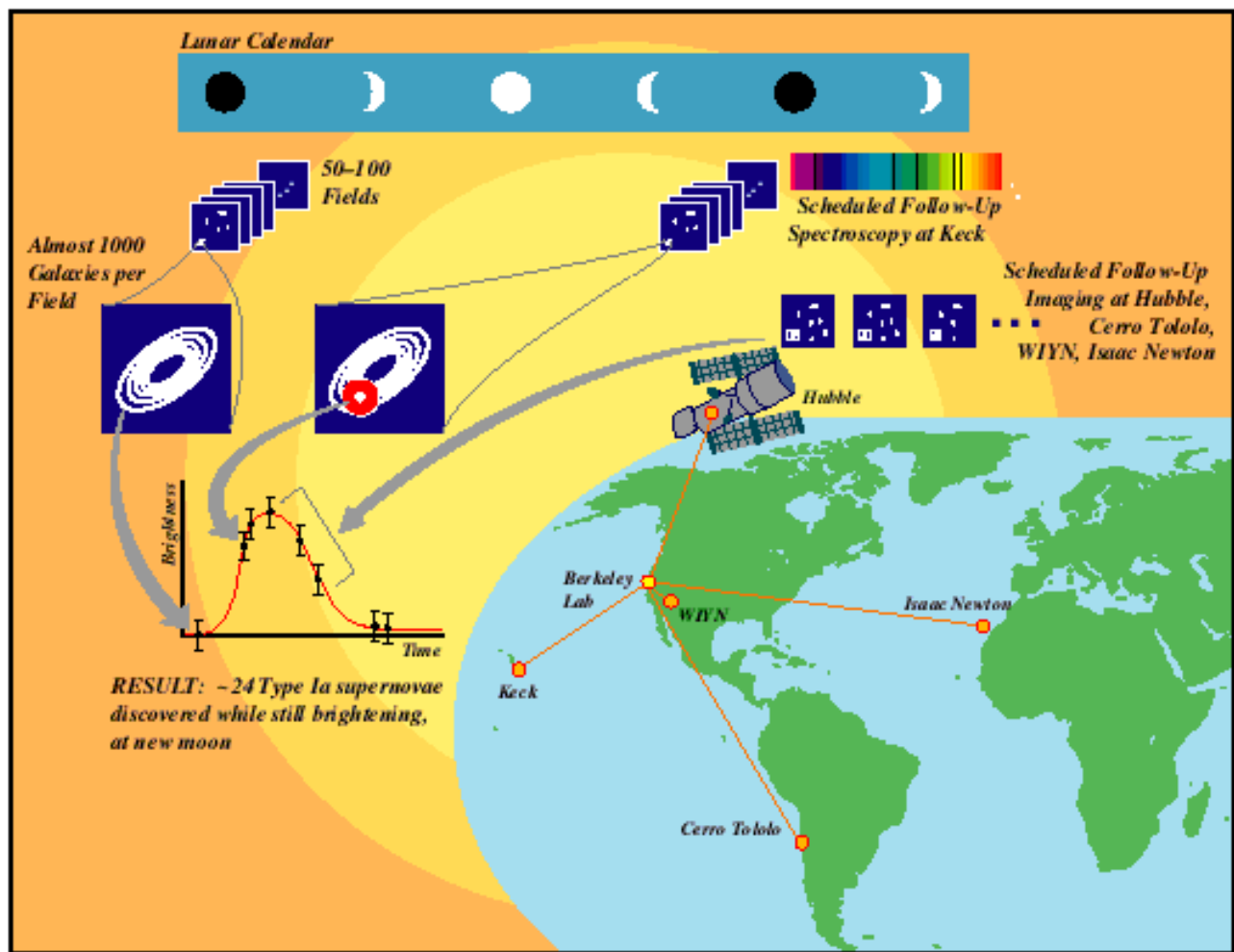


Figure 24: Supernova Cosmology Project 観測方針
(<http://www-supernova.lbl.gov>)

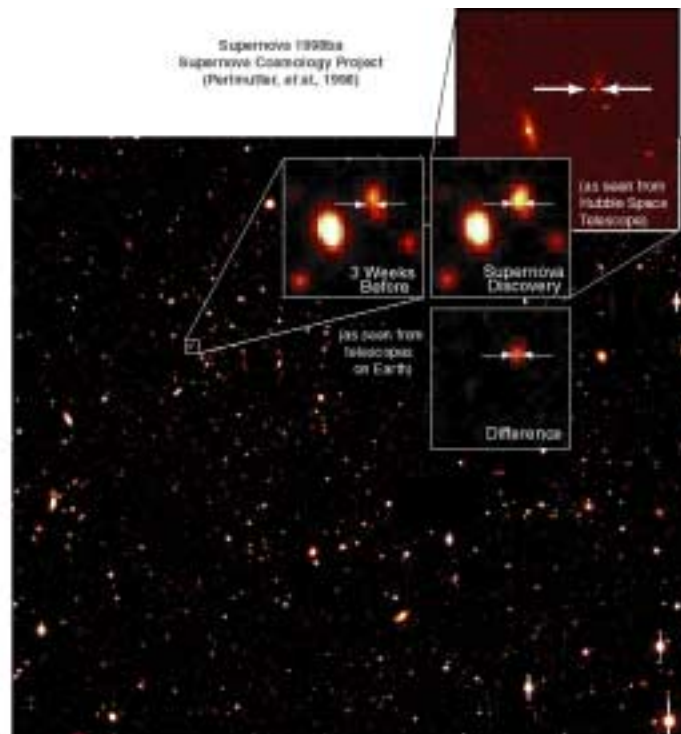
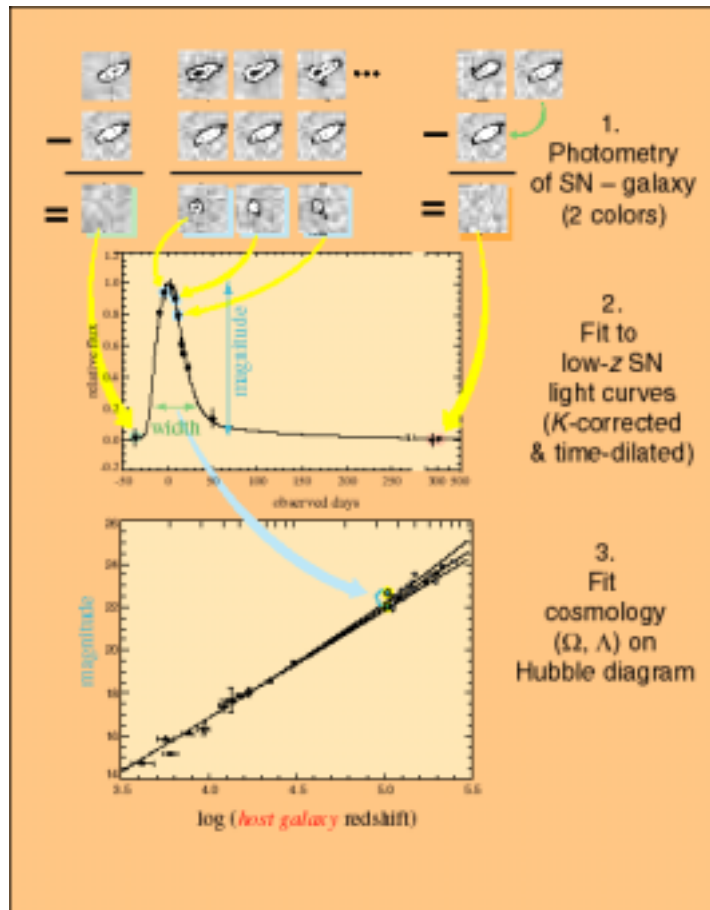


Figure 25: Supernova Cosmology Project 観測原理と例

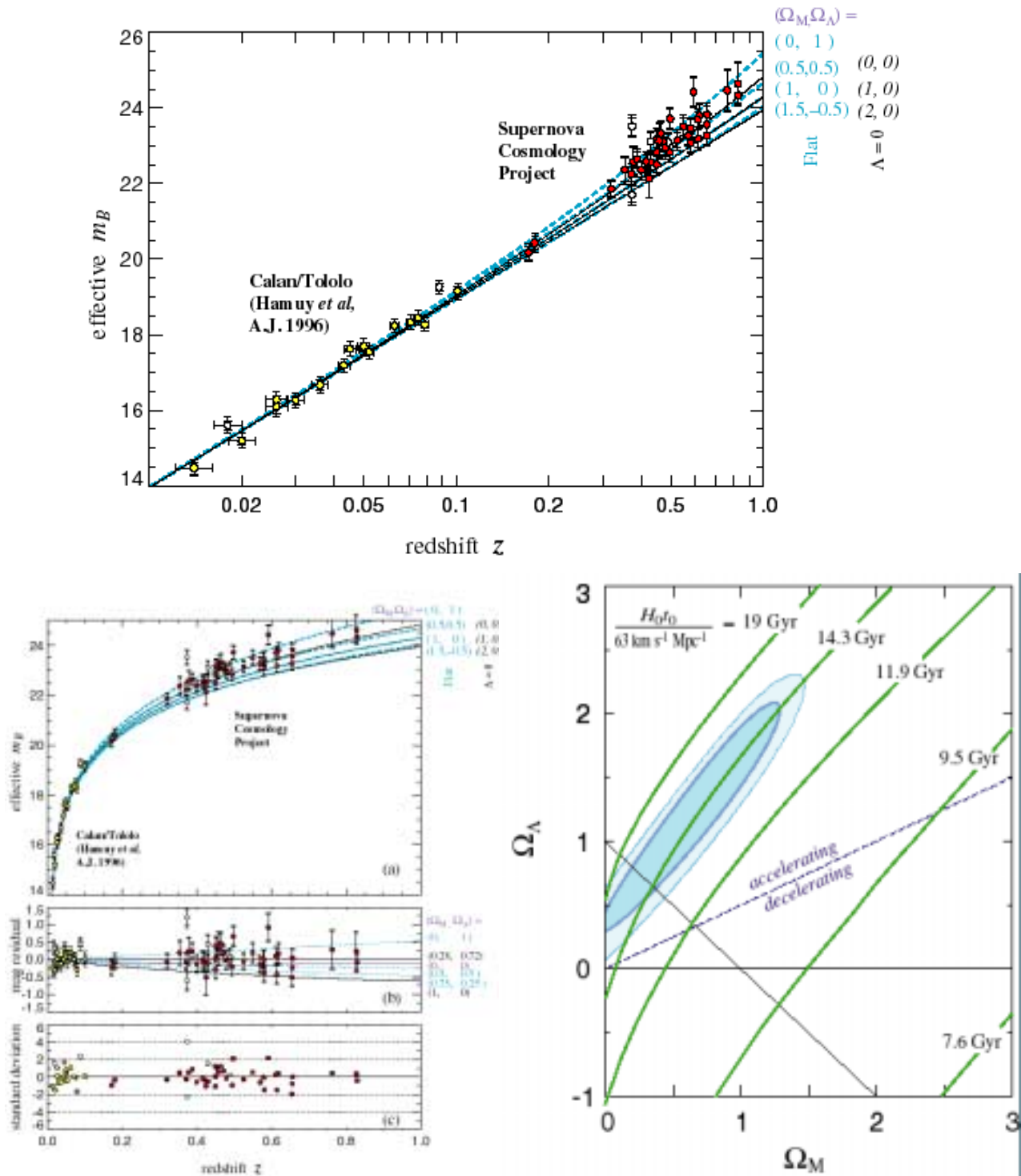


Figure 26: Supernova Cosmology Project 観測結果

4.2 High-Z SN Search

オーストラリア ストロムロ山天文台、ハーバード大学などを中心とした超新星サーベイグループ。



Figure 27: High-Z SN Search チーム

(<http://cfa-www.harvard.edu/cfa/oir/Research/supernova/HighZ.html>)

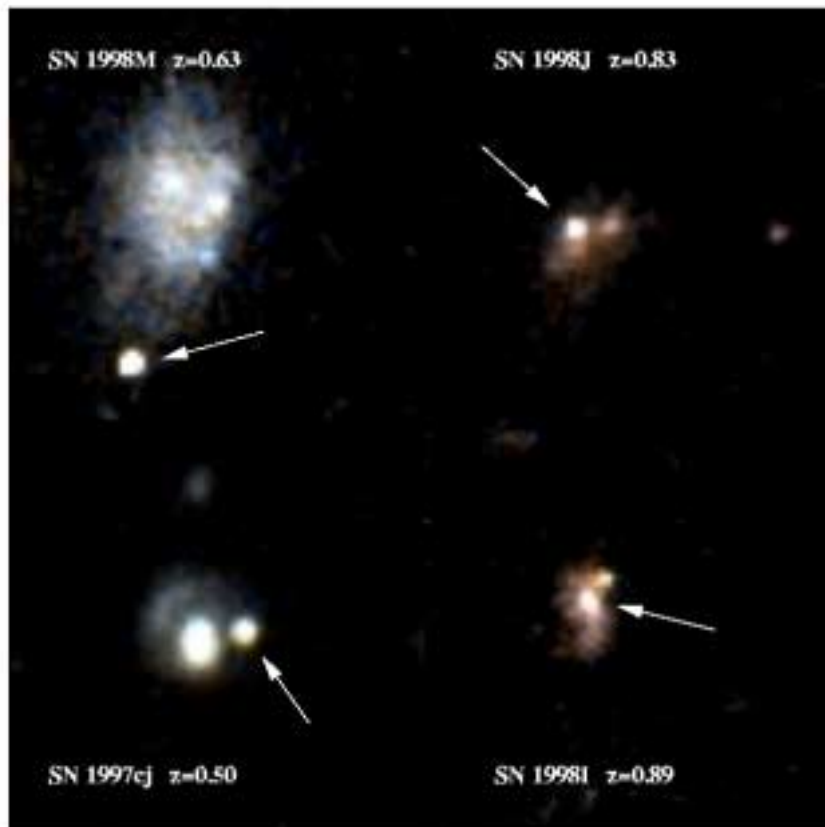


Figure 28: High-Z SN の HST 画像例

5 重力レンズサーベイ

5.1 MACHO (MAssive Compact Halo Objects)

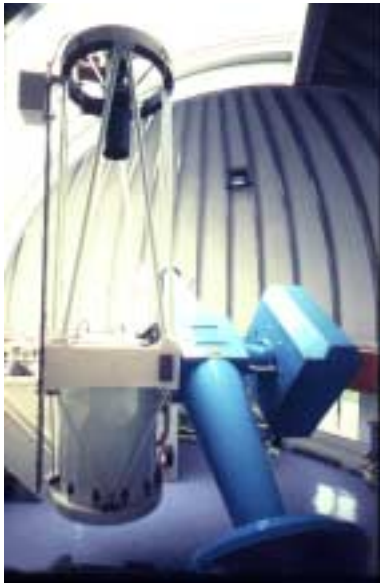


Figure 29: MACHO
サーベイを行っているストロムロ山
天文台と望遠鏡。
大マゼラン星雲。

MACHO (マッチョ) プロジェクトは、ストロムロ山サイディングスプリング天文台、カリフォルニア大学サンタバーバラ、サンディエゴ、バークレーの素粒子天体物理学センター、ローレンスバークレー国立研究所による共同研究。我々の銀河系のハローの大部分を占めているダークマターが、褐色矮星や惑星のような天体 (MACHOs; MAssive Compact Halo Objects) によって占められているかどうかを検証する。これらが存在すれば、重力レンズ効果によって背景の星の明るさが10日間程度増幅される。この振幅は大きい、確率はきわめて小さい。したがって、大マゼラン星雲の星 数百万個を数年間モニター観測する。そのために、ストロムロ山に50インチの専用望遠鏡(使われずに放置されていた古いグレイトメルボルン望遠鏡を再利用)を設置し、8つの 2048×2048 素子のCCDを使って、赤、青の2チャンネルで観測する。これは変光星と区別するためであるが、逆に最大の変光星カタログともなる。1993年に初めてのイベントを検出した。

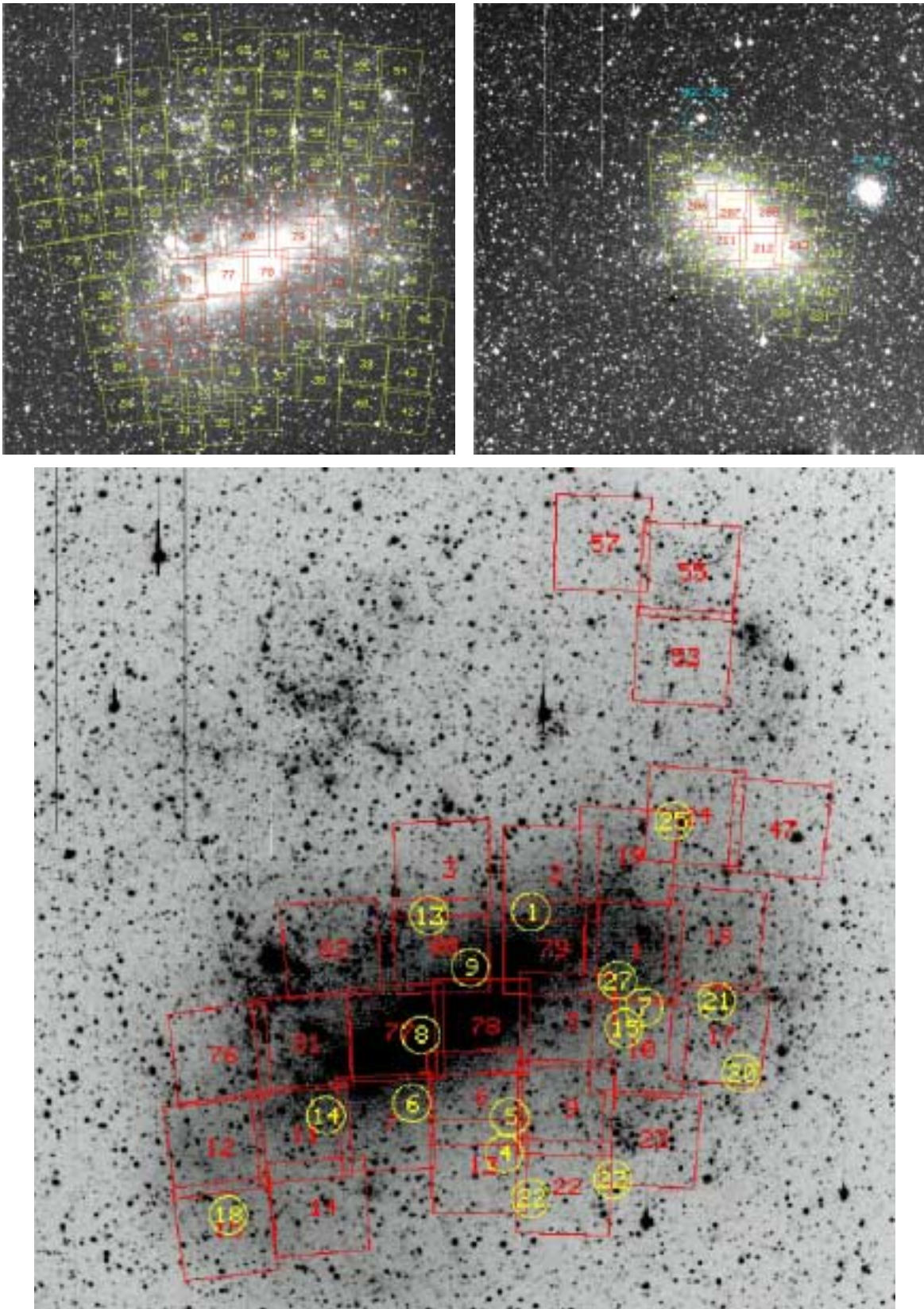


Figure 30: MACHO サーベイフィールド (左上: LMC, 右上: SMC) とレンズ候補の位置 (下)

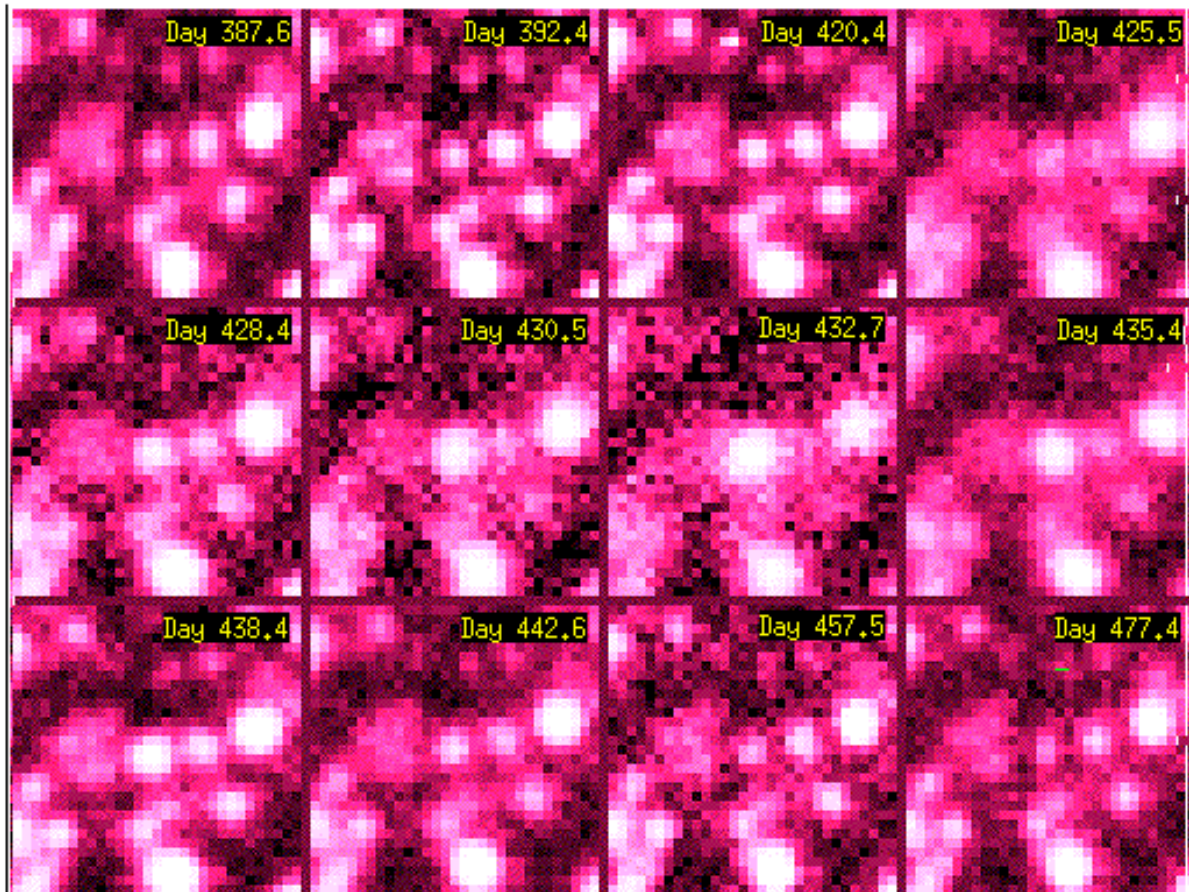
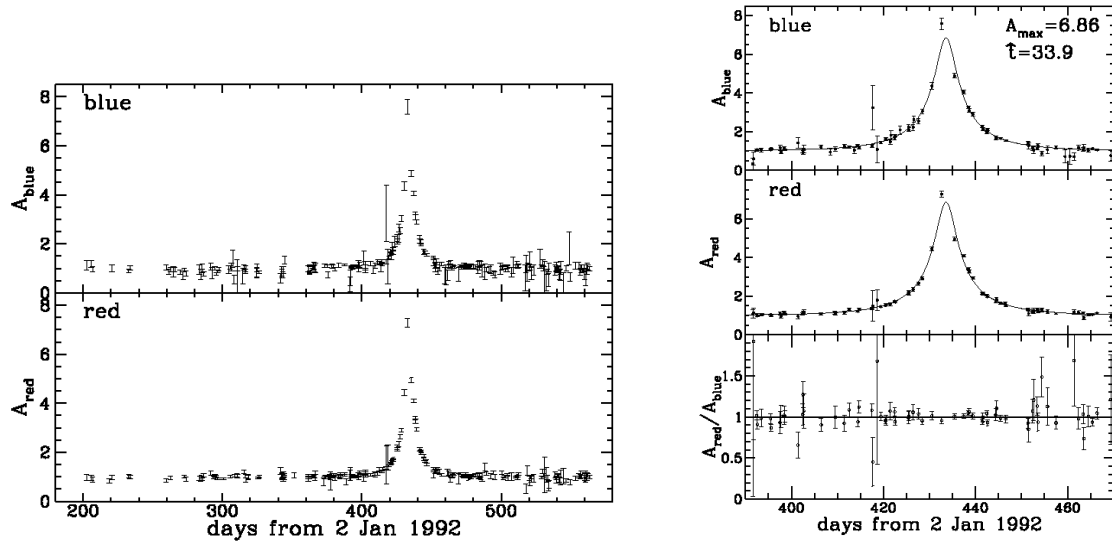


Figure 31: MACHO \mathcal{O} 1st detection (Alcock et al. Nature 365, 1993, 621)

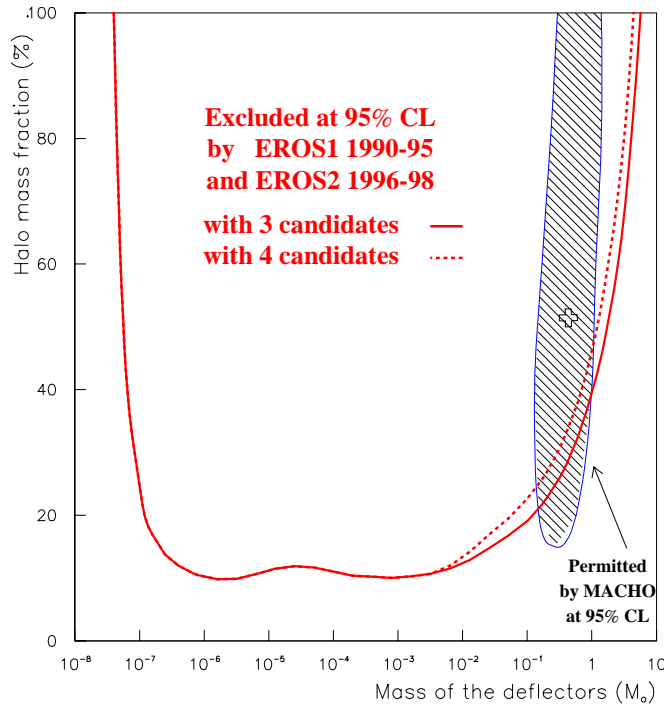


Figure 32: フランスの MACHO 探索プロジェクト EROS (Expérience de Recherche d'Objets Sombres) は、1990-1995 に LMC 方向に 1 つ、1996-1998 に LMC 方向 (17.5 million stars monitoring) に 2 つ、SMC 方向に 1 つの重力レンズ候補を検出。これらから得られた MACHO 天体質量と銀河のハローに占める質量比に対する制限

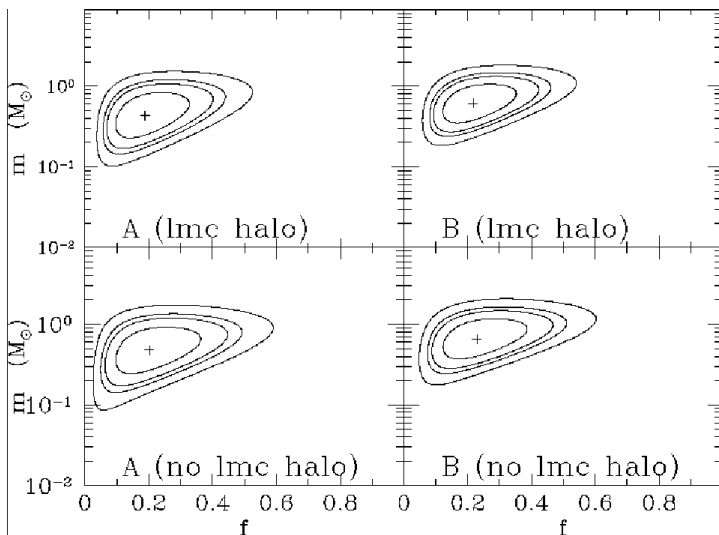


Figure 33: MACHO の 1992 年以來 5.7 年にわたる LMC 観測 (11.9 million stars monitoring) で、13 ~ 17 の重力レンズ候補を検出。これらから得られた MACHO 天体質量は、 $0.15 \sim 0.9 M_{\odot}$ 、銀河のハローに占める質量比は、典型的なハローモデルに対しては 20% (8% ~ 50%) である。

5.2 強い重力レンズ

遠方のクェーサーからの光子の測地線が、近傍の銀河によって重力レンズ効果を受け、観測者に多重像が観測される現象。すでに20個程度の例が知られている。観測量であるクェーサーの赤方偏移を決めたときには、そこまでの距離が大きいほど重力レンズを受ける確率は高くなる。この距離は、宇宙の年齢と同じく、 Ω_0 が小さいほど、また λ_0 が大きいほど長くなるので、重力レンズを受けたクェーサーの個数がこれらのパラメータに対する制限を与える。これらから、 λ_0 に対する上限値 0.8 程度が得られている。

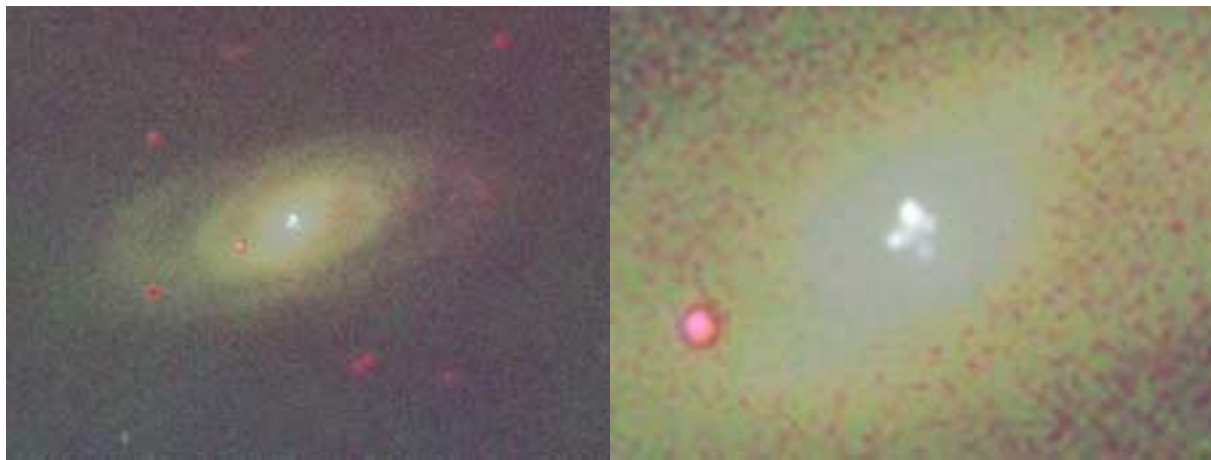


Figure 34: アインシュタインクロスとよばれている重力レンズ天体 2237+0305 の銀河と4つのクェーサー像 (アパッチポイント天文台)



Figure 35: HST による重力レンズの画像

5.3 弱い重力レンズ

光子の測地線に沿った重力ポテンシャルによるレンズ効果。遠方銀河の像が、手前の銀河団による重力レンズ効果のために系統的に歪んでしまう。これを利用して、銀河団の質量を決定することができる。さらには、銀河団ではなく、宇宙のなかのダークマターの空間分布を直接マッピングしたり、銀河のハローがどのようなプロファイルをしているかを調べたりする試みがされており、近年、理論的・観測的に注目されている。

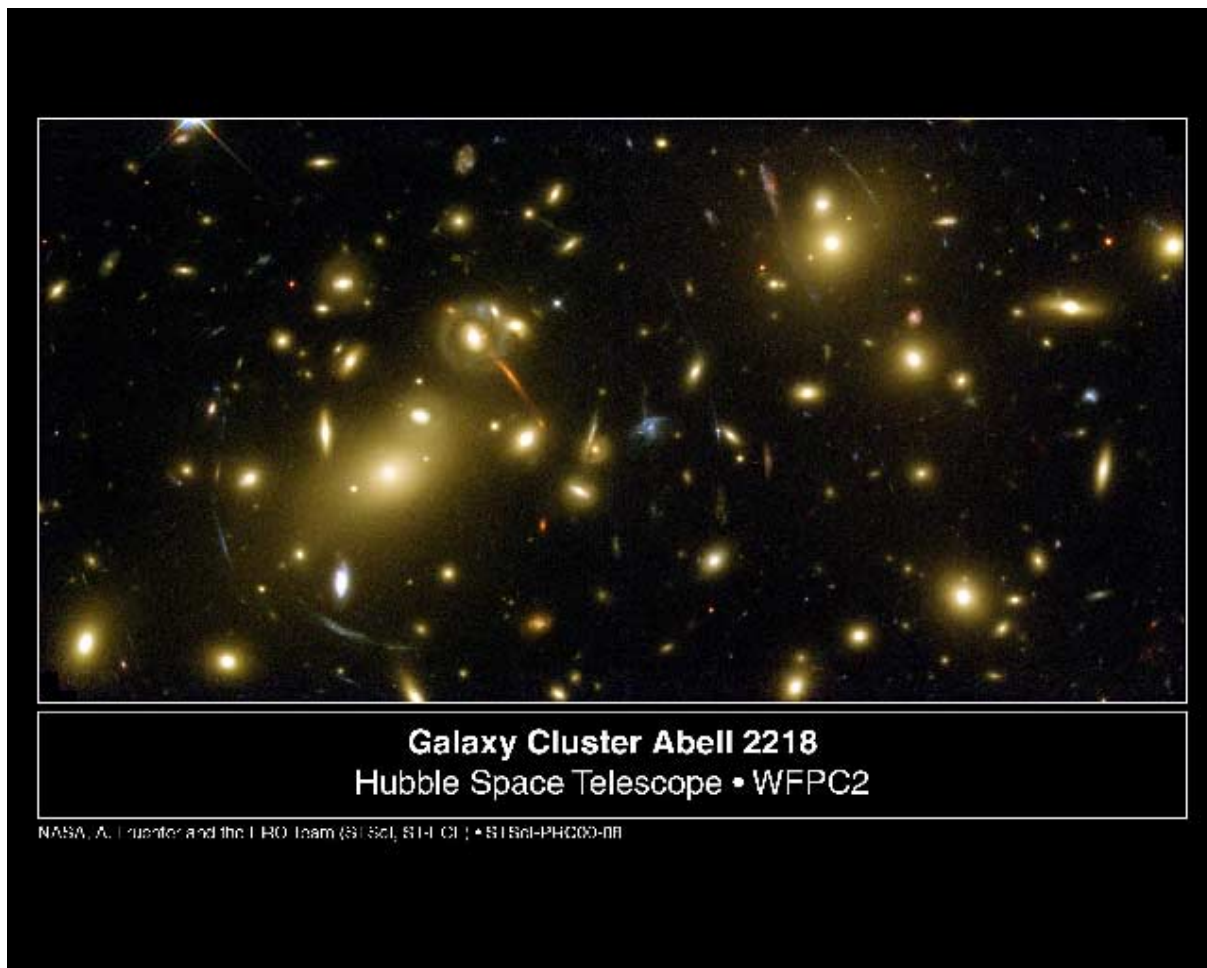


Figure 36: HST による銀河団 A2218 のまわりの弱い重力レンズを受けた銀河の画像

6 宇宙論パラメータ

6.1 定義

ハッブル定数 h : ハッブルの法則: $v = H_0 d$ にでてくる宇宙の膨張率をあらわす比例係数がハッブル定数。この H_0 を 100km/sec/Mpc で規格化した無次元のハッブル定数; $h \equiv (H_0/100\text{km/sec/Mpc})$

密度ゆらぎの振幅 σ_8 : 半径 $8h^{-1}\text{Mpc}$ スケールの (ダークマター) 質量ゆらぎ振幅の rms 値; $\sigma_8 \equiv \sqrt{\langle (\delta M/M)^2 \rangle}_{8h^{-1}\text{Mpc}}$

質量密度パラメータ Ω_0 : 現在の宇宙の質量密度 ρ_0 を臨界密度 ρ_{c0} (宇宙がやがて収縮する値) で規格化したもの; $\Omega_0 \equiv \rho_0/\rho_{c0}$

宇宙定数 λ_0 : アインシュタイン方程式に入る宇宙定数 Λ を無次元化したもの; $\lambda_0 \equiv \Lambda/(3H_0^2)$

原始密度ゆらぎのスペクトル指数 n : 密度ゆらぎが生成されたときのスペクトルは一般に冪則であらわされる; $P(k) \propto k^n$ 。この指数 n は、一般のインフレーションモデルでは $n = 1$ となるので、通常はこの値を仮定する。

密度ゆらぎのシェイプパラメータ Γ : 原始密度ゆらぎは、その後相対論的重力進化によって変形するが、その度合いはダークマターの性質によって異なる。この変形は Γ という1つのパラメータのみで近似的に表現できる。冷たいダークマターの場合には、 $\Gamma \sim \Omega_0 h$ となり、独立なパラメータではない。

バリオン密度パラメータ Ω_b : 現在の宇宙のバリオン質量密度 ρ_b を臨界密度で規格化したもの; $\Omega_b \equiv \rho_b/\rho_{c0}$ ビッグバン軽元素合成の結果からは $\Omega_b h^2 \sim 0.02$ 程度である。

構造形成モデルに依存しない宇宙論パラメータの決定
 (少なくとも) 4次元 ! $\rightarrow (H_0, \Omega_0, \lambda_0, \sigma_8)$

天体の距離の決定 $\rightarrow H_0$

high-z 超新星 $\rightarrow D_L(H_0, \Omega_0, \lambda_0)$

SZ 効果 $\rightarrow D_A(H_0, \Omega_0, \lambda_0)$

球状星団の年齢 $\rightarrow \tau(\Omega_0, \lambda_0)/H_0$

重力レンズ $\rightarrow (H_0, \Omega_0, \lambda_0)$

linear redshift-space distortion

$\rightarrow \sigma_8 \{ \Omega_0^{0.6} + \lambda_0(1 + \Omega_0/2)/70 \}$

nonlinear redshift-space distortion $\rightarrow \sigma_8^2 \Omega_0$

構造形成モデルに依存した宇宙論パラメータへの制限

CMB 温度ゆらぎ $\rightarrow (H_0, \Omega_0, \lambda_0, \sigma_8)$

X線銀河団の統計 $\rightarrow (H_0, \Omega_0, \lambda_0, \sigma_8)$

銀河・銀河団・クエーサーの空間分布とその進化 $\rightarrow (H_0, \Omega_0, \lambda_0, \sigma_8, \text{バイアス})$

6.2 ハッブル定数 h

6.2.1 ハッブル定数決定の問題点

$v_H = H_0 d$ から H_0 を 10% 以内の精度で決定したい

(a) 後退速度 v_H 推定の困難

実際に観測可能な速度は $v_{\text{obs}} = v_H + v_{\text{pec}}$ 。宇宙膨張以外の成分 v_{pec} は典型的には 500km/s 程度。

$$\frac{\Delta H_0}{H_0} = \frac{v_{\text{pec}}}{v_H} \sim 0.1 \left(\frac{50h^{-1}\text{Mpc}}{d} \right) \left(\frac{v_{\text{pec}}}{500\text{km/s}} \right)$$

→ 遠方 ($d \gtrsim 50h^{-1}\text{Mpc}$) の観測が必要。

(b) 距離 d 推定の困難 (標準光源の方法)

天体の絶対光度 L : 距離に依存しない観測可能量 (速度分散、変光周期) との間の経験式 (近傍のデータから外挿) から推定

天体の見かけの光度 l : 観測量 → $d_L = \sqrt{L/4\pi l}$

→ 遠方天体の L を 20% の精度で決定する必要

(c) 統計処理の困難

L の分布関数と観測的選択効果による系統誤差

6.2.2 標準光源 (standard candle)

セファイド型変光星：

→ 変光周期とピーク絶対光度の関係

惑星状星雲光度関数

→ 光度関数の bright end のカットオフ

表面輝度ゆらぎ

→ 銀河の光度分布のゆらぎ

Tully-Fisher 関係

→ 渦巻き銀河の回転速度と絶対光度の関係

Ia 型超新星

→ 超新星の最大光度が(ある種の補正をした上で)一定

これらはいずれもセファイド型変光星をもとにしたゼロ点の較正が必要



通常は大マゼラン星雲までの距離を用いる。

6.2.3 Summary of the HST Key Project results

HST(ハッブル宇宙望遠鏡) の観測から、18個の銀河の距離を求め、ハッブル定数を10パーセントの精度で決定する。

$$H_0 = 71 \pm 3 \text{ (統計誤差)} \pm 7 \text{ (系統誤差)} \text{ km/s/Mpc}$$

$$\text{系統誤差: } \pm 5(\text{LMC}) \pm 3([\text{Fe}/\text{H}]) \pm 3(\text{global}) \pm 4(\text{photometry})$$

Method	H_0
Local Cepheid galaxies	$73 \pm 7 \pm 9$
SBF	$69 \pm 4 \pm 6$
Tully-Fisher clusters	$71 \pm 4 \pm 7$
FP / $D_N - \sigma$ clusters	$78 \pm 7 \pm 8$
Type Ia supernovae	$68 \pm 2 \pm 5$
SNII	$73 \pm 7 \pm 7$
Combined	$71 \pm 3 \pm 7$

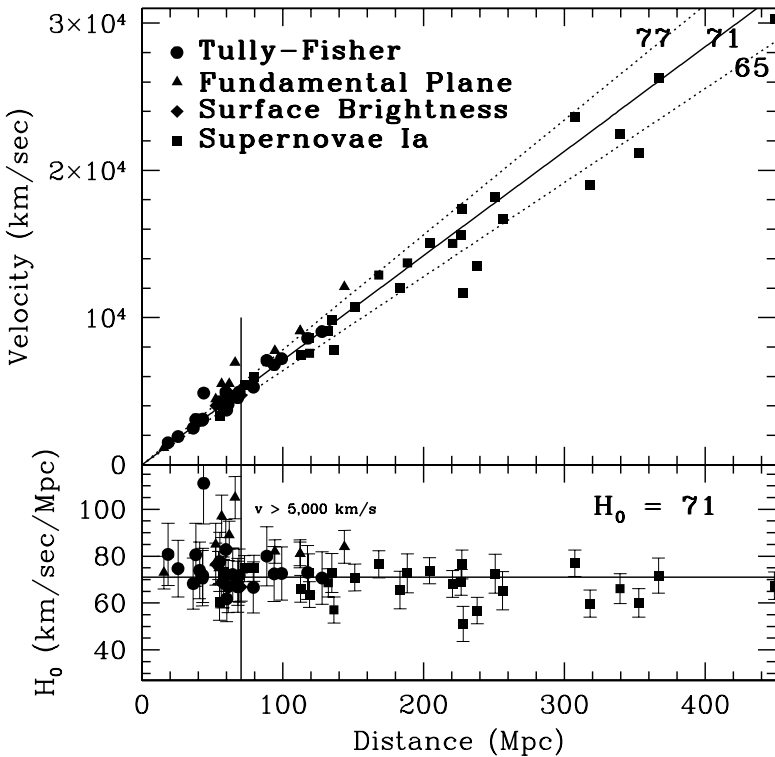


Figure 37: 銀河の距離と後退速度の関係 (ハッブル図)。この線の傾きがハッブル定数で、図の実線は 71 km/s/Mpc に対応。2次距離指標はすべて、HSTのセフィイドで較正してある。
(W.L.Freedman astro-ph/9909076)

6.2.4 Ia型超新星

Ia型超新星（水素のスペクトル線が観測されない→白色矮星の爆発）は、スペクトル、絶対光度、光度曲線がかなり一様であるため、標準光源として用いられている。

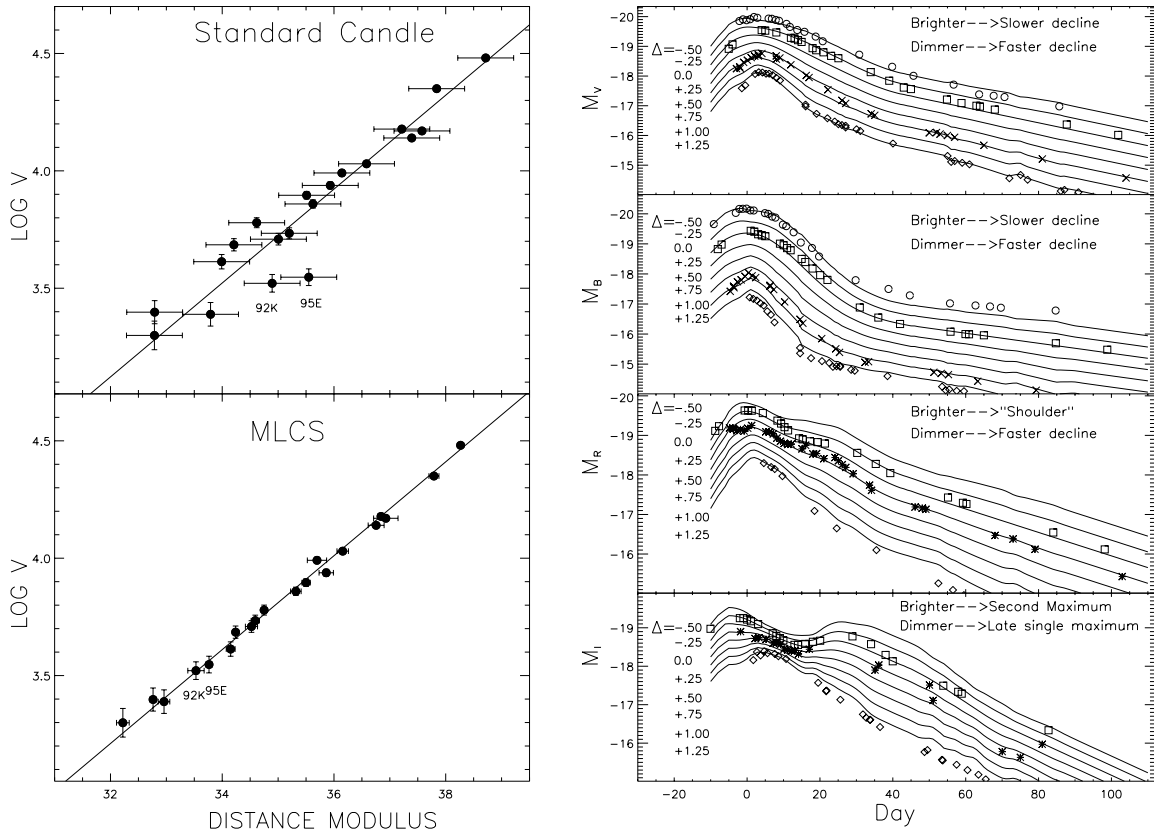


Figure 38: Ia型超新星の絶対光度が完全に一定であるとする、距離と見かけの明るさの間に散らばりがある（左上）。それを、右図のように光度曲線の形を用いて経験的な補正 (Multicolor Light Curve Shape; MLCSの方法) を行うと、非常に分散の少ない標準光源となる（左下）。 Multicolor Light Curve Shape (MLCS) Riess, Press & Kirshner (1997)

これらの方法で、距離スケールの絶対的な零点を決めているのは、実は大マゼラン星雲までの距離。

Hipparcos衛星による太陽近傍のセファイド223個の三角測量大マゼラン星雲までの距離指標 μ が従来の 18.5 から 18.7 に? (Feast & Catchpole 1997).

$$\mu = m - M = 5\log_{10}(d/\text{Mpc}) + 25$$

$$\rightarrow d_{LMC}(\text{new}) = d_{LMC}(\text{old}) \times 10^{0.2/5}$$

距離が1割増える (50→55 kpc) $\rightarrow H_0$ が1割小さくなる!?

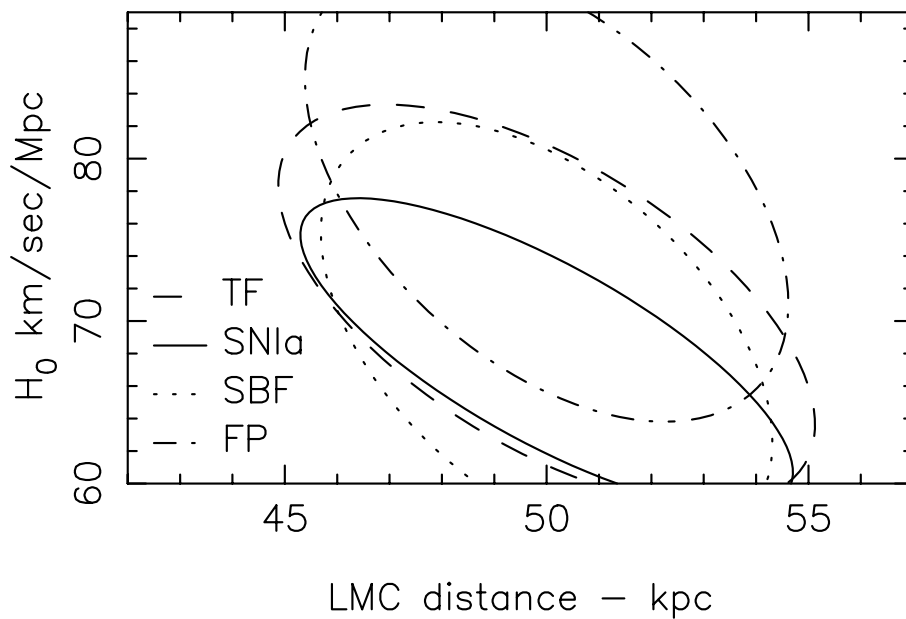


Figure 39: HST キーププロジェクトから得られた H_0 と仮定した大マゼラン星雲までの距離との間の制限を 67% 信頼度の等高線で描いたもの。4つの線は、用いた標準光源に関する経験的関係の違いを示す。TF (タリーフィッシャー関係), SNIa(Ia型超新星), SBF(表面輝度ゆらぎ), FP(基本平面)。(J.Mould astro-ph/9909260)

6.2.5 Sunyaev-Zel'dovich 効果

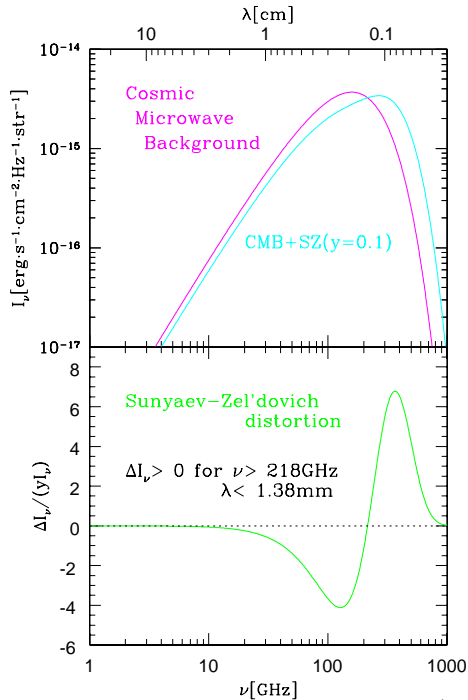


Figure 40: SZ 効果による変形がある場合 ($y = 0.1$) とない場合のマイクロ波背景放射のスペクトル。

CMB 光子が銀河団を通過すると、その高温プラズマによって逆コンプトン散乱を受ける。その結果、周波数 ν を持つ光子のエネルギー分布は $I_\nu = I_{\nu, BB} + \Delta I_{\nu, SZ}$ となり、プランク分布 $I_{\nu, BB}$ に比べて高エネルギー側にシフトする。この SZ 効果の項 $\Delta I_{\nu, SZ}$ は、個々の銀河団の性質とは無関係に、 $x \equiv h_p \nu / k_B T_{\text{CMB}}$ だけの普遍的な関数に比例する。

$$\frac{\Delta T}{T} = -2 \int_{-\infty}^{\infty} \frac{k T_e}{m_e c^2} \sigma_T n_e dl$$

$\Delta I_{\nu, SZ}$ は、波長 1.38mm 以下のサブミリ波領域では正、それ以上の電波領域では実効的に負の信号となる。

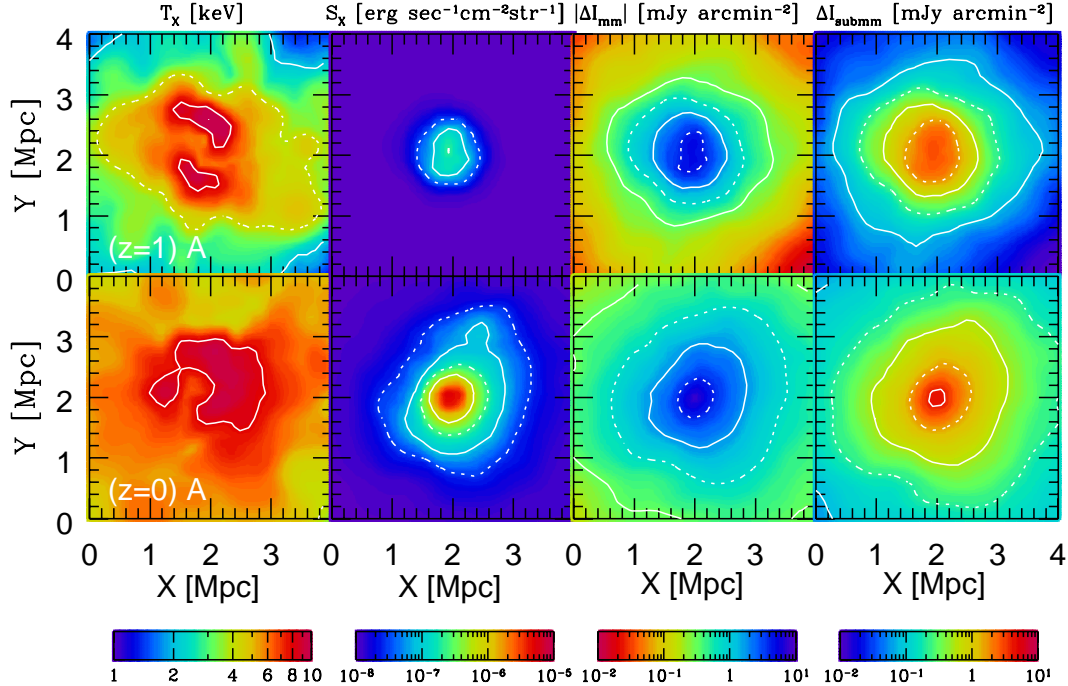


Figure 41: 数値シミュレーションによる銀河団の、X線温度、X線輝度、SZ輝度（ミリ波とサブミリ波）等高線 (Yoshikawa, Itoh, & Suto PASJ 50, 1998, 203)

X線の観測データと組み合わせることで、その銀河団までの距離と、CMBの静止系に対して相対的に運動している速度（特異速度）を推定できる。

X線観測：銀河団からの熱制動輻射

$$S_X = \frac{1}{4\pi(1+z)^4} \int_{\infty}^{\infty} \alpha(T_e) n_e^2 dl$$

銀河団の奥行き D : $\leftrightarrow \Delta T \propto n_e D, S_X \propto n_e^2 D$

↓ 銀河団が球対称であると仮定

(角直径) 距離 d_A : 視直径 θ_X と D の比

$$\leftrightarrow d_A = \theta_X / D \sim cz / H_0$$

SZ効果による H_0 の推定値

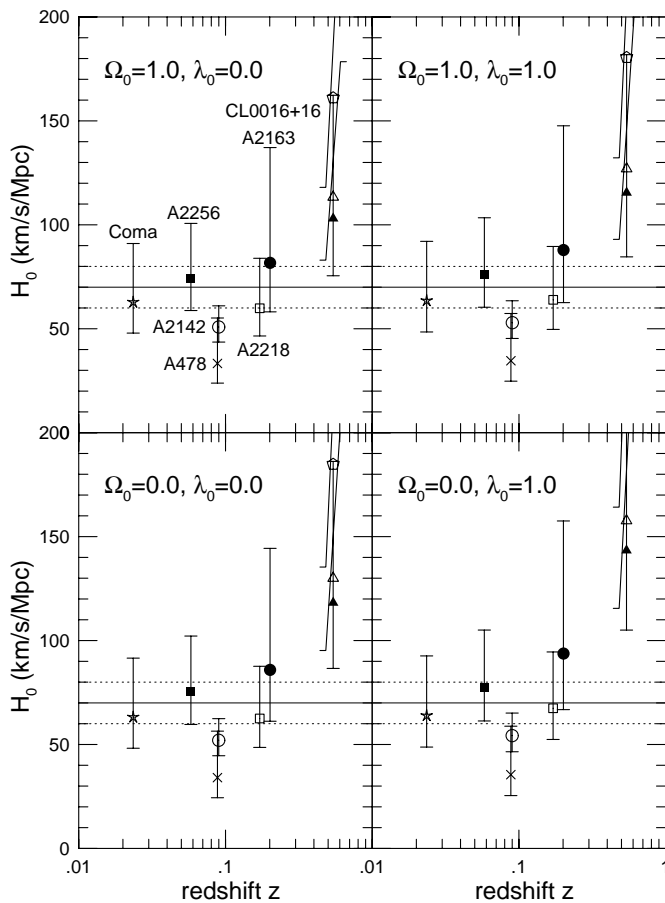


Figure 42: SZ効果を用いる方法は、その原理と近似の意味が物理的に明白であるという意味で、他の天文学的方法に比べて有望である。ただし、現状ではまだ観測的な不定性が大きい。Kobayashi, Sasaki & Suto PASJ 48(1996)L107

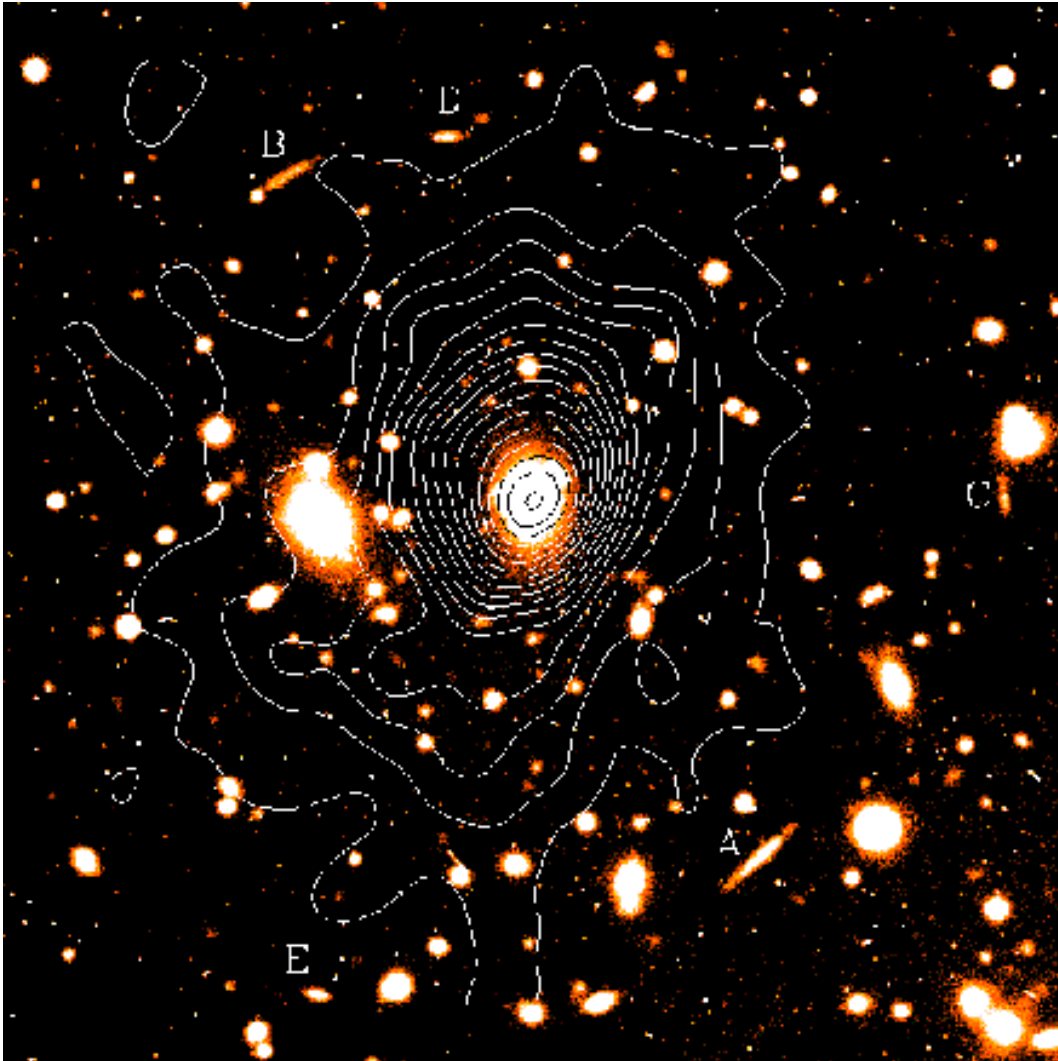


Figure 43: 我々が観測した銀河団 RXJ1347-1145 の ROSAT による X 線等高線と可視光イメージ。この銀河団の赤方偏移は 0.45 で、全天で一番明るい X 線銀河団である。(Schindler et al. A&A 1997, 317, 645.)



Figure 44: 我々の観測期間中に撮影した野辺山電波望遠鏡

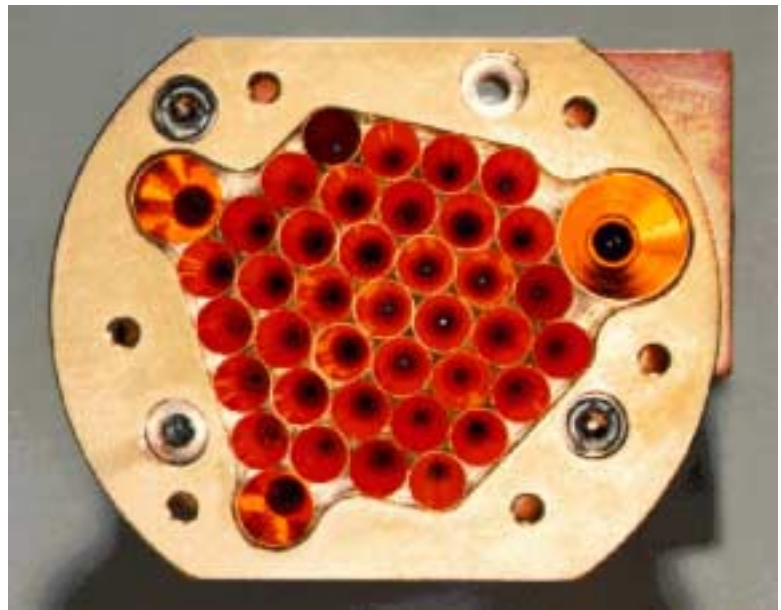
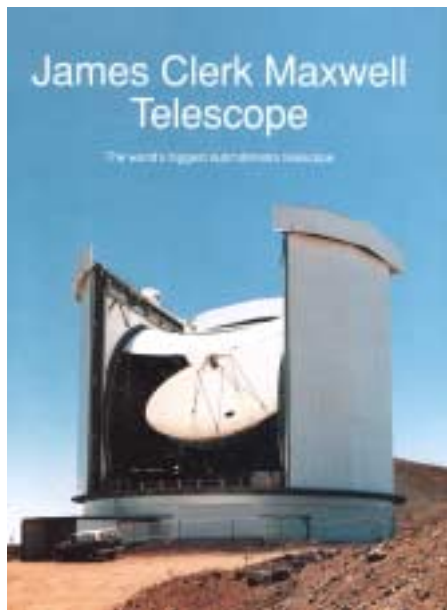


Figure 45: J.C.Maxwell サブミリ波望遠鏡のパフレットの表紙と、そこに取り付けられている検出器SCUBA。

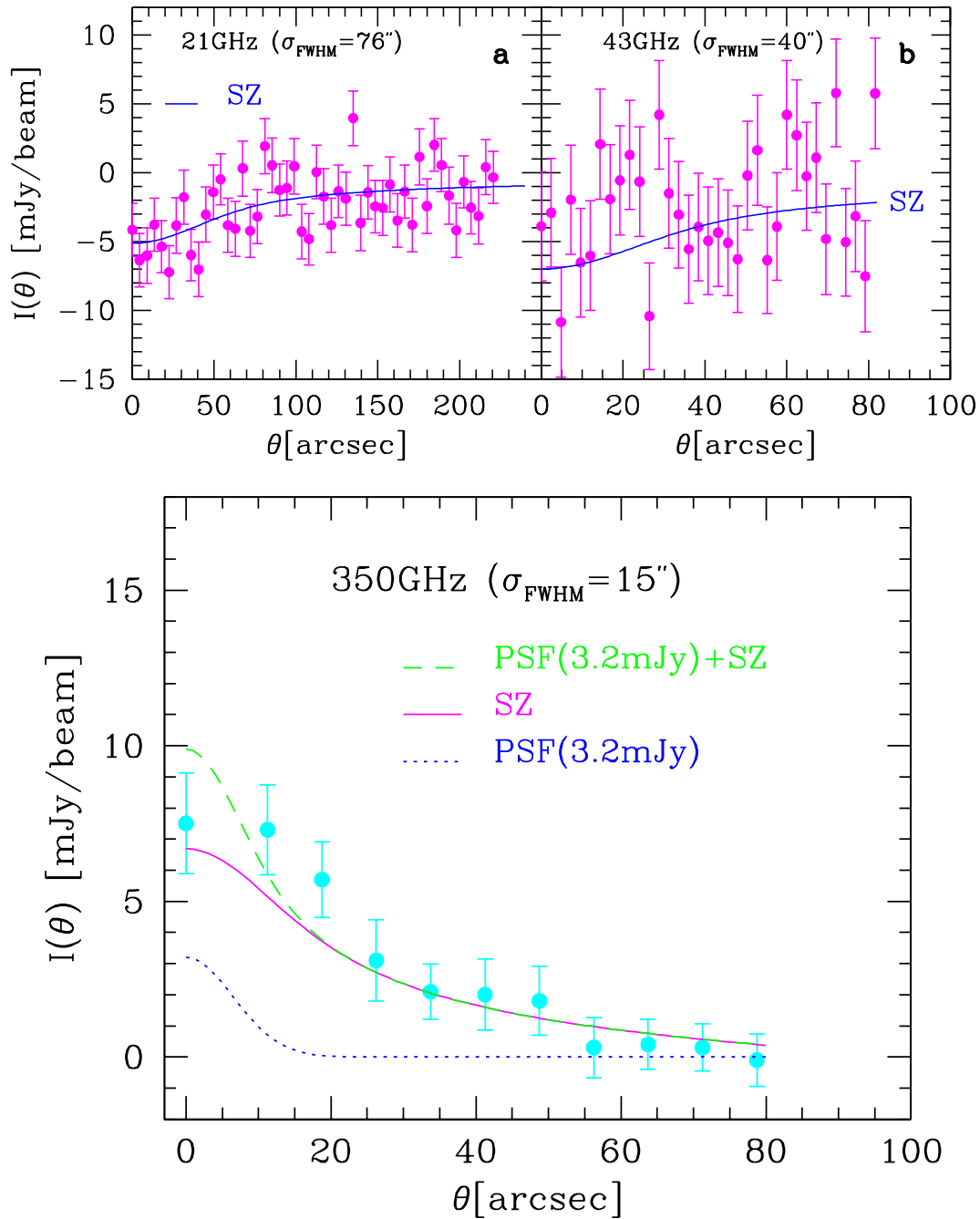


Figure 46: X線で最も明るい銀河団RXJ1347のSZ効果プロフィール。野辺山観測：21GHz (左上)、43GHz (右上)。JCMT観測：350GHz (下) (Komatsu et al. 1999, ApJ, 561, L1)

6.2.6 重力レンズ効果 (time delay)

重力レンズを受けた QSO の 2 つのイメージ間の光子の到着時間のずれを用いる。



経路の違いによる幾何学的な時間差と、重力ポテンシャルの違いによる時間差

重力レンズ 0957+561A, B を用いた H_0 の決定



Figure 47: QSO0957+561 の重力レンズ像 A, B

時間差の観測的決定 (Kundić et al. 1997)

$$\Delta t_{AB} = 417 \pm 3 \text{ days}$$

レンズ銀河の速度分散の決定 (Falco et al. 1997)

$$\sigma_v = 266 \pm 12 \text{ km/s}$$



$$H_0 = 62 \pm 7 \left(\frac{\sigma_v}{266 \text{ km/s}} \right)^2 \left(\frac{\Delta t_{AB}}{417 \text{ days}} \right) \text{ km/s/Mpc}$$

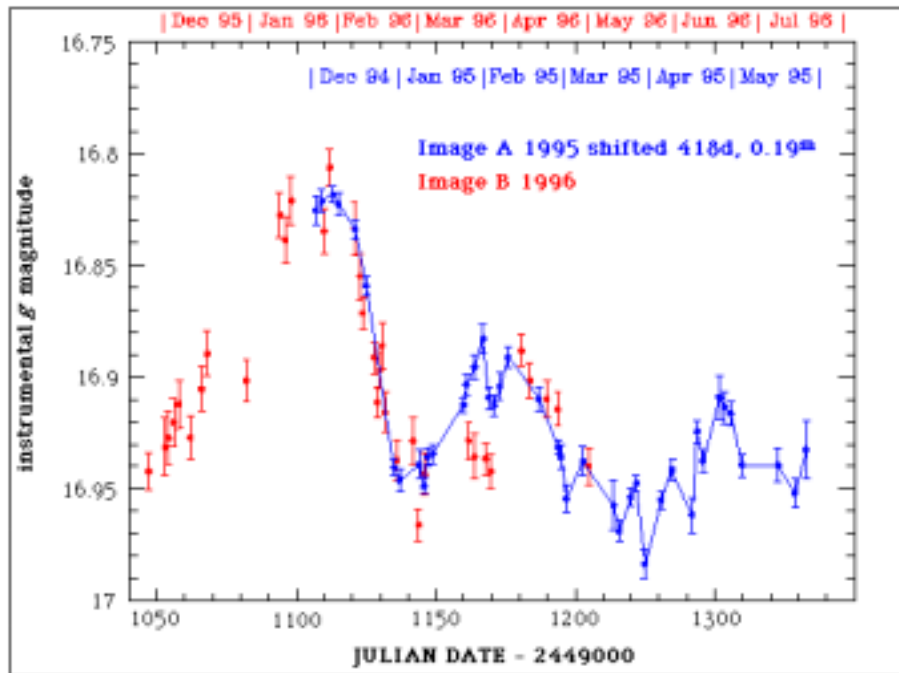
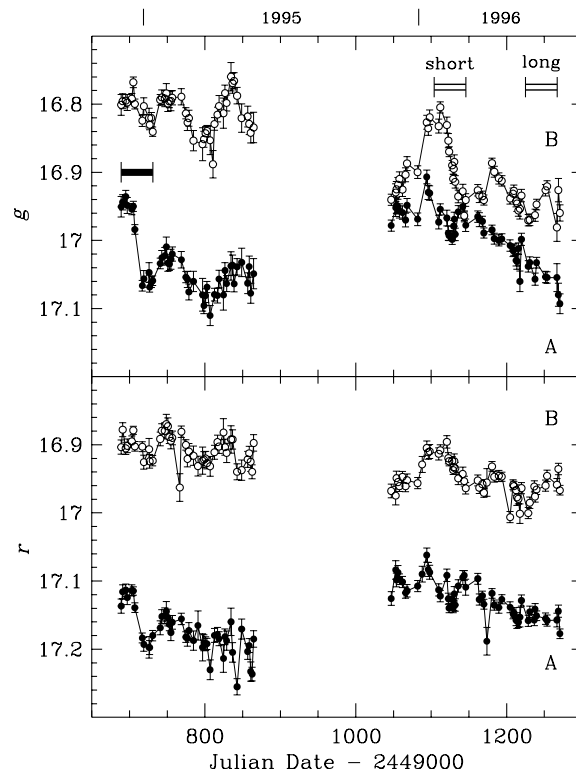


Figure 48: 0957+561A, B の光度曲線と time delay

6.3 密度ゆらぎの振幅 σ_8

6.3.1 CMB 振幅

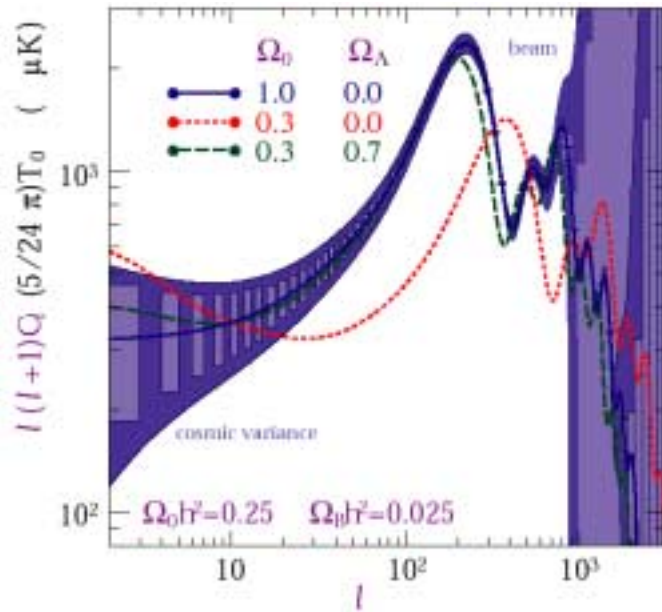


Figure 49: CMB ゆらぎのスペクトルの理論モデルと観測データの予想。 l の小さい領域の誤差は cosmic variance で決まり、 l の大きい領域は、観測のビームサイズと感度で決まる。Hu, Sugiyama & Silk, Nature 386 (1997) 37

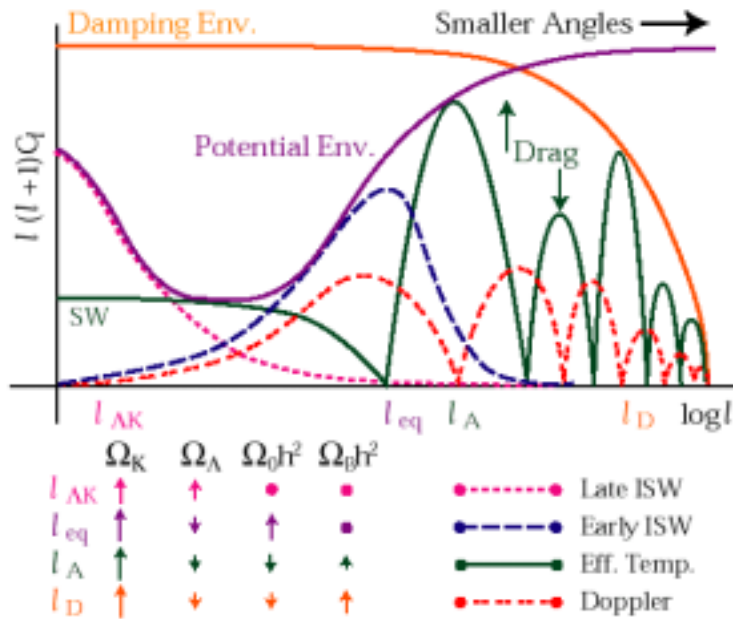
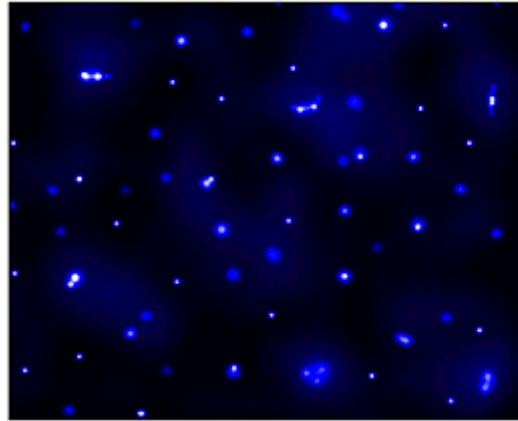


Figure 50: l_{AK} と l_{eq} は、Sachs-Wolfe 効果が効く波数の範囲、 l_A は音波振動のピークのスケール、 l_D は散逸による減衰の特徴的スケール。 $\Omega_K \equiv 1 - \Omega_\Lambda - \Omega_0$ 。Hu, Sugiyama & Silk, Nature 386 (1997) 37

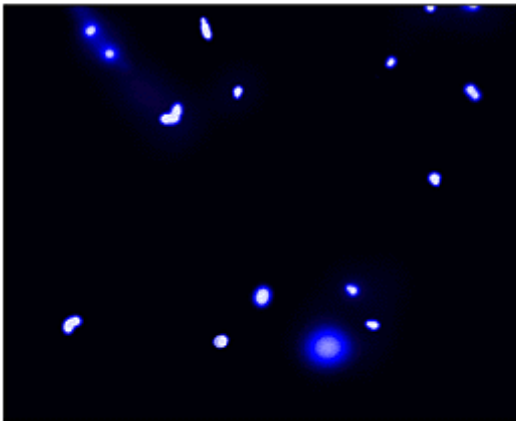
6.3.2 銀河団の個数密度



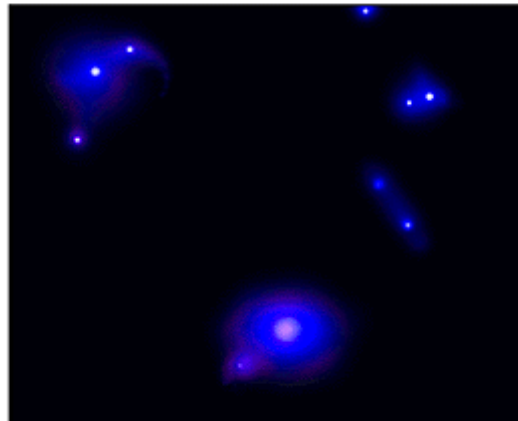
After 0 - 0.5 billion years -- starting out with a very smooth distribution of matter directly after the Big-Bang, gravity of the more massive clumps of stars starts to attract more matter.



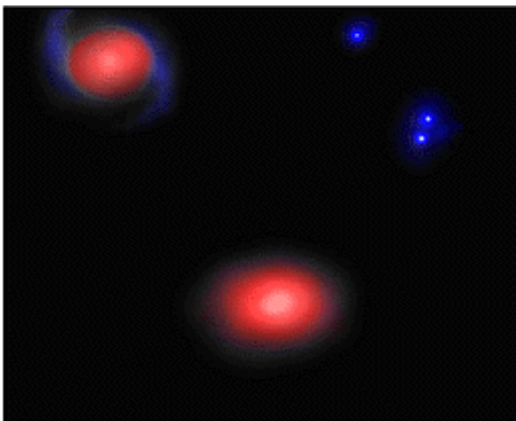
After 0.5 - 1 billion years -- larger clumps grow from merging of smaller ones.



After 1 - 2 billions years -- after growing to a fraction of the size of our own Galaxy, the clumps are large enough for Hubble Space Telescope to see them.



After 2-4 billion years -- larger irregular looking objects form through collisions and mergers between these sub-galactic sized clumps.



After 4-13 billion years -- galaxies as we see them today form, and take their final shapes. The elliptical and the spiral galaxies with old red stellar populations in their centers form first, and the spiral galaxy disks form later from infalling surrounding gas.

Credit: Sam Pascarelle (Arizona State University)

Figure 51: 宇宙の構造形成進化のイメージ Sam Pascarelle (Arizona State University)

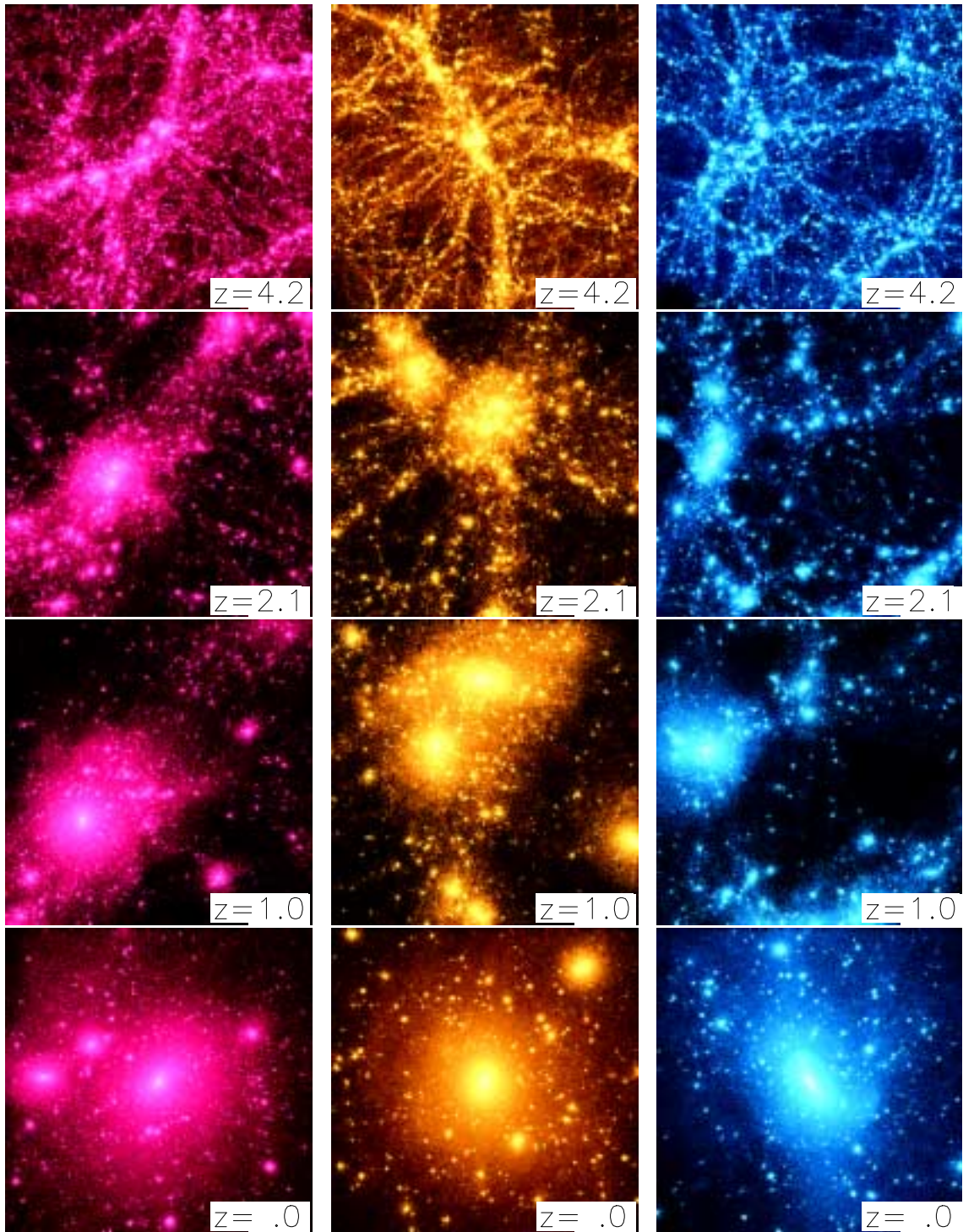


Figure 52: 冷たい暗黒物質宇宙モデルにおけるダークマターハローの進化 (Jing + YS 2000, ApJL, 529, L69)

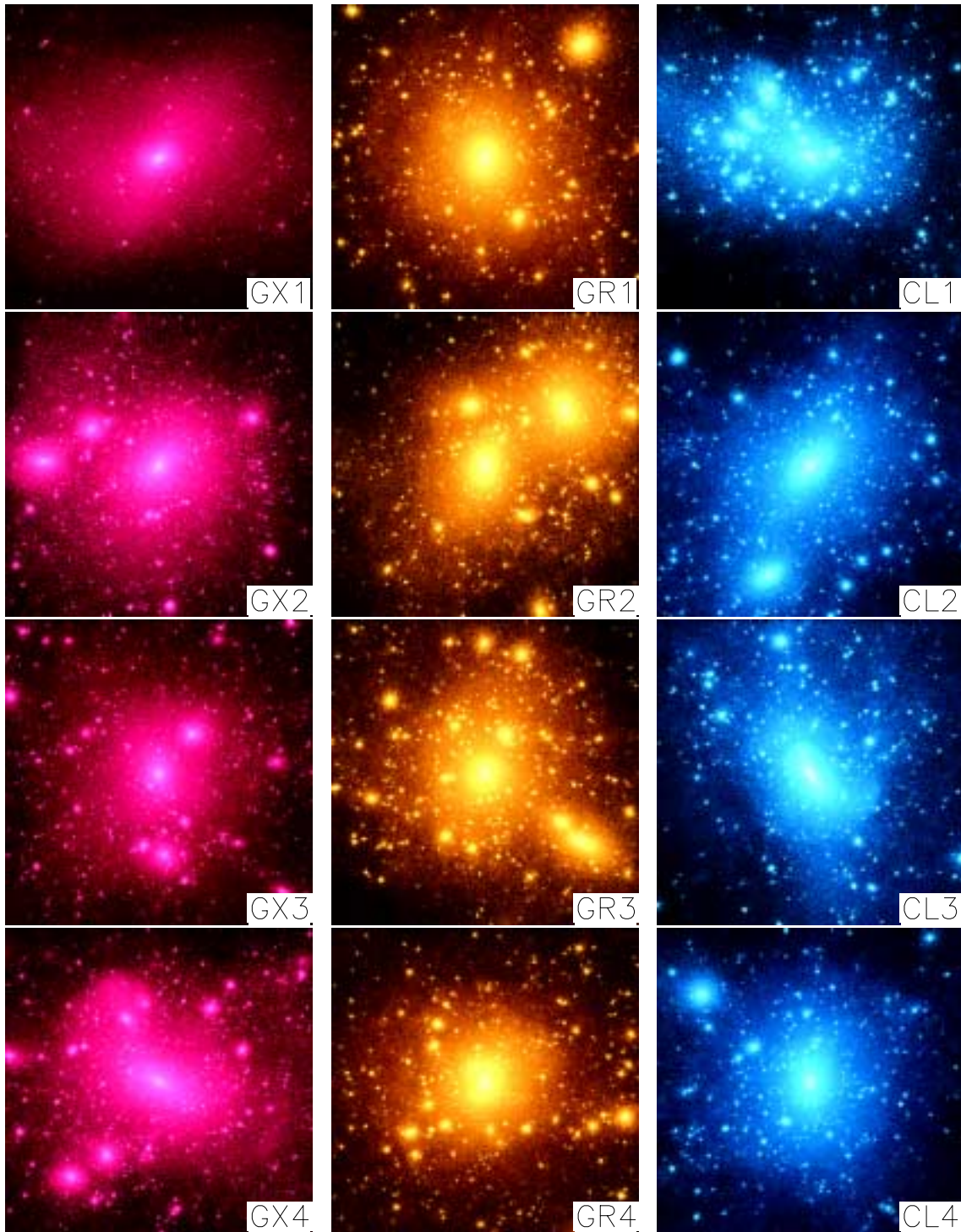


Figure 53: 冷たい暗黒物質宇宙モデルにおけるダークマターハローの密度プロファイル (Jing + YS 2000, ApJL, 529, L69)

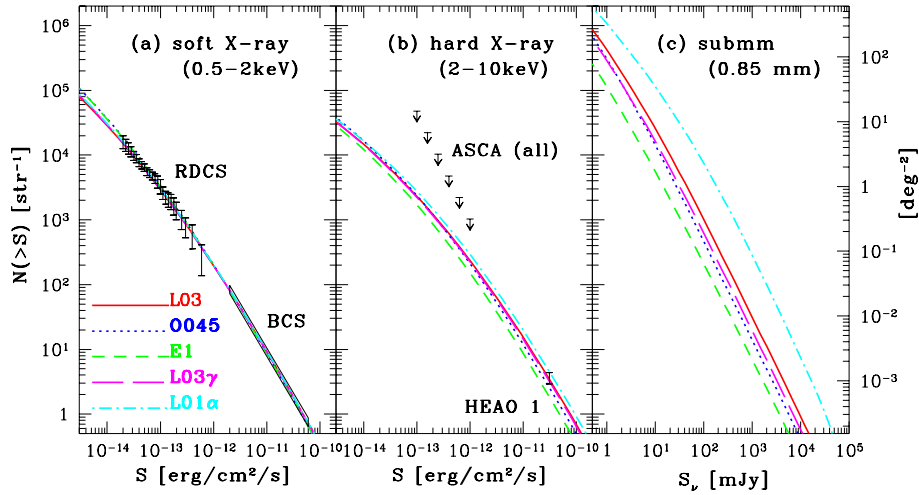


Figure 54: 銀河団の個数密度の観測値と理論予言 (a) soft X-ray (0.5-2.0 keV) (b) hard X-ray (2-10 keV), and (c) submm (0.85 mm) bands.

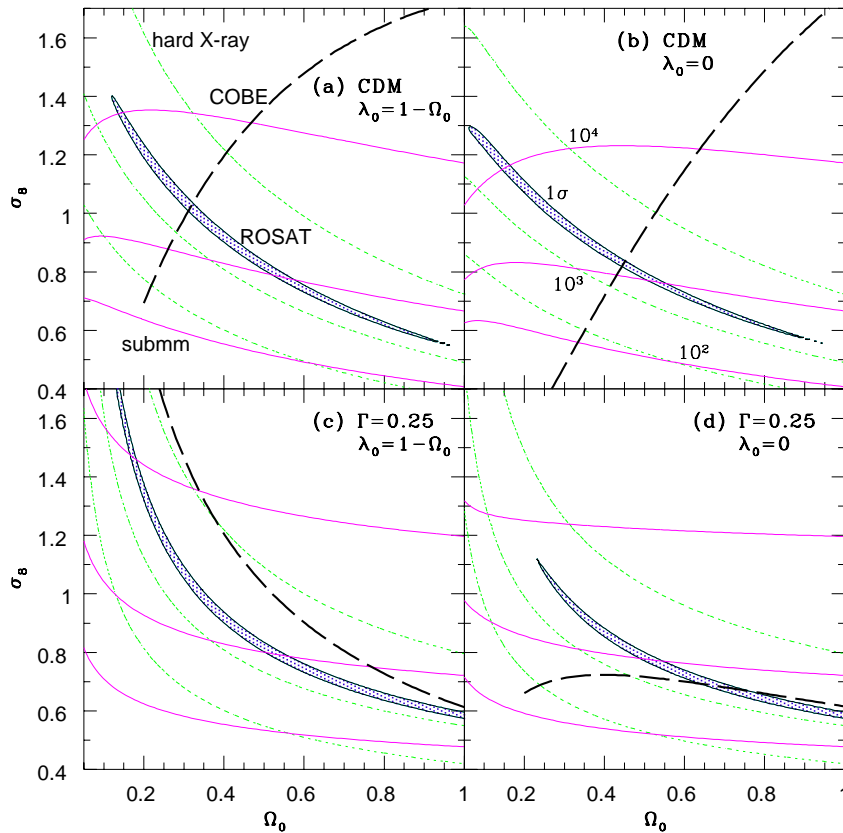


Figure 55: CDM モデルにおける軟 X 線銀河団個数分布からの $\sigma_8 - \Omega_0$ に対する制限 (1σ) (Kitayama, Sasaki & Suto, PASJ, 1998, 50, 1).

6.4 質量密度パラメータ Ω_0

6.4.1 渦巻銀河の回転曲線と銀河の質量光度比

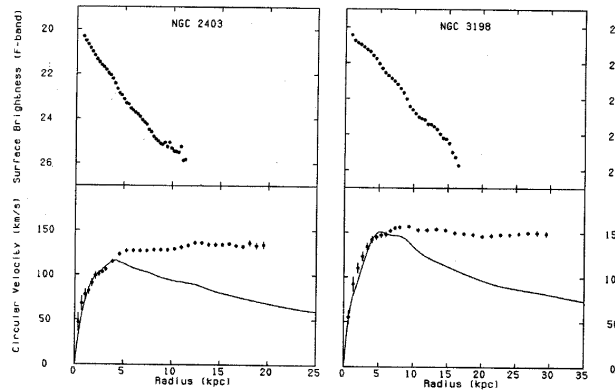


Figure 56: 渦巻銀河 (左 : NGC2403, 右 : NGC3198) の表面輝度 (上) と、中性水素の 21 cm 電波輝線から求められた回転曲線 (下)。van Albada, T.S. and Sancisi, R. *Phil. Trans. R. Soc. London* A320(1986)447.

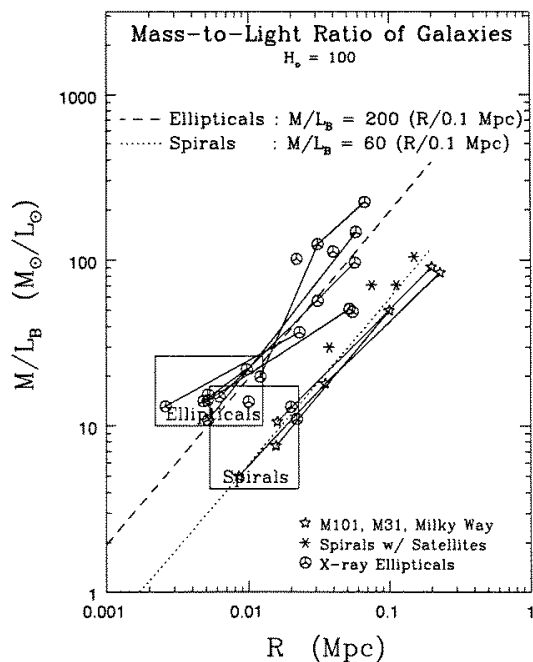


Figure 57: 銀河の質量光度比。長方形の領域が、銀河の表面輝度が 1 平方秒角あたり 26.5 等級となる Holmberg 半径での M/L の典型的な範囲。折れ線でつながっているデータは、同じ銀河の M/L 。破線と点線は、それぞれ楕円銀河と渦巻銀河に対する Holmberg 半径より大きな半径での M/L に対する近似式。N.A. Bahcall et al. *The Astrophysical Journal* 447(1995)L81.

$$M/L_B = 200h \left(\frac{R}{0.1h^{-1}\text{Mpc}} \right) \quad (\text{ellipticals})$$

$$M/L_B = 60h \left(\frac{R}{0.1h^{-1}\text{Mpc}} \right) \quad (\text{spirals})$$

6.4.2 ビリアル定理と X 線銀河団の質量

銀河団の質量を、そのなかの銀河をテスト粒子と考えた時の力学平衡の式、あるいは、高温ガスの静水圧平衡の式より推定することが出来る (ビリアル質量)。

銀河を用いた光学観測：

$$M(R) = -\frac{R^2}{G} \left[\frac{1}{\rho_{\text{gal}}(R)} \frac{d \rho_{\text{gal}}(R) \sigma_r^2(R)}{d R} + 2 \frac{\sigma_r^2(R) - \sigma_t^2(R)}{R} \right],$$

高温ガスを用いた X 線観測：

$$M(R) = -\frac{k_B T_{\text{gas}}(R) R}{G \mu m_H} \left[\frac{d \ln n_{\text{gas}}(R)}{d \ln R} + \frac{d \ln T_{\text{gas}}(R)}{d \ln R} \right]$$

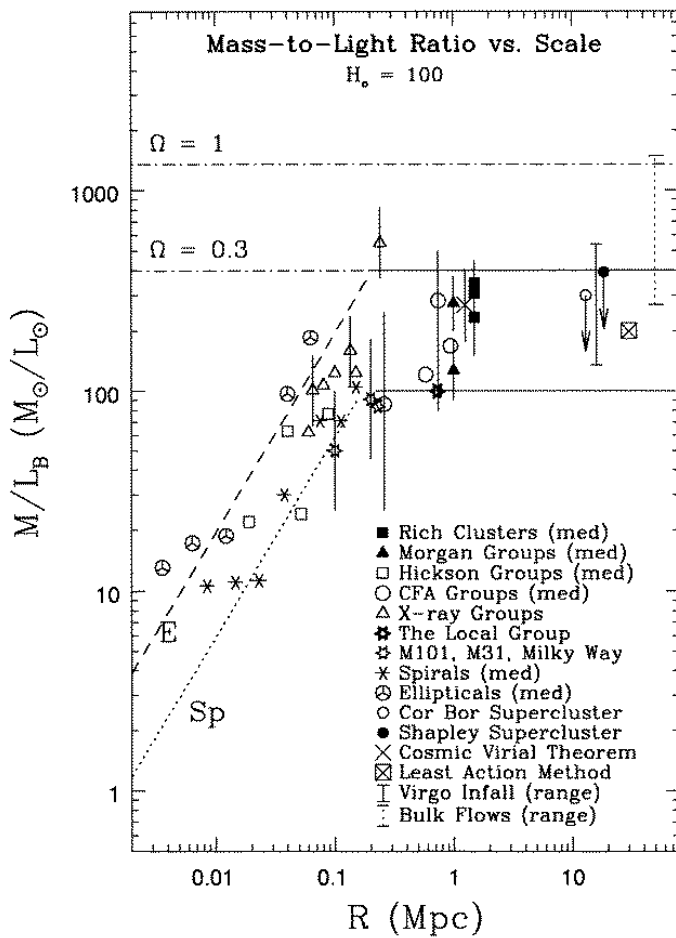


Figure 58: 質量光度比とその天体のスケールとの関係。あるスケールまではリニアに増大するが、やがて一定値に落ち着く。その値はおよそ $\Omega_0 \sim 0.3$ に対応。N.A. Bahcall et al. *The Astrophysical Journal* 447(1995)L81.

6.4.3 銀河団のバリオン質量比

銀河団程度のスケールでは、バリオンと(暗黒物質を含む)全物質の質量比は、宇宙の平均的な比 Ω_b/Ω_0 と同じであると考えられる。一方、バリオンの密度パラメータ Ω_b は、ビッグバン宇宙元素合成理論から

$$\Omega_b = (0.015 \pm 0.01)h^{-2}$$

という制限が得られているので、逆に Ω_0 が推定できる (White & Frenk 1991)。例えば、髪の毛座銀河団に対しては、ビリアル質量が光学観測から

$$M_{\text{Coma}}^{\text{opt,tot}}(< 1.5h^{-1}\text{Mpc}) = (6.7 \pm 1.0) \times 10^{14}h^{-1}M_{\odot}$$

量が X 線観測から

$$M_{\text{Coma}}^{\text{X,tot}}(< 1.5h^{-1}\text{Mpc}) = (6.82 \pm 0.34) \times 10^{14}h^{-1}M_{\odot}$$

と推定されている。一方、X 線光度からガスの質量は

$$M_{\text{Coma}}^{\text{gas}}(< 1.5h^{-1}\text{Mpc}) = (5.45 \pm 0.98) \times 10^{13}h^{-5/2}M_{\odot}$$

である。また、メンバー銀河に含まれる星の全質量を B バンド光度から推定すると

$$L_{\text{B,Coma}}(< 1.5h^{-1}\text{Mpc}) = 1.95 \times 10^{12}h^{-2}L_{\odot}$$

$$\Downarrow \quad M/L = 8h(L/10^{10}h^{-1}L_{\odot})^{0/35} \sim 6.4h$$

$$M_{\text{Coma}}^{\text{star}}(< 1.5h^{-1}\text{Mpc}) = (1.0 \pm 0.2) \times 10^{13}h^{-1}M_{\odot}$$

これらから、髪の毛座銀河団のバリオン質量比は、

$$F_{\text{Coma}}^{\text{baryon}}(< 1.5h^{-1}\text{Mpc}) = \frac{M_{\text{Coma}}^{\text{gas}} + M_{\text{Coma}}^{\text{star}}}{M_{\text{Coma}}^{\text{tot}}} = 0.08h^{-3/2} + 0.015$$

この比が宇宙の平均値である Ω_b/Ω_0 に等しいならば

$$\Omega_0 \sim (0.16 \pm 0.1) \quad (h = 0.7)$$

6.5 宇宙の曲率 $\Omega_K \equiv \Omega_0 + \lambda_0 - 1$ 

Figure 59: CMB 温度ゆらぎの角度相関関数のピークの位置は、宇宙の曲率である $\Omega_K \equiv \Omega_0 + \lambda_0 - 1$ に最も強く依存する。MAP や PLANCK の目的の一つはこれを精度良く決定することであるが、BOOMERANG と名付けられた伊米英の気球実験の NA(北米) テストフライト (1997年8月25日6時間飛行) で $\Omega_K \sim 0$ という結果が報告されている。本飛行 (1998年12月29日 ~ 1999年1月8日) もすでに終了しており、259時間のデータが取得済である。

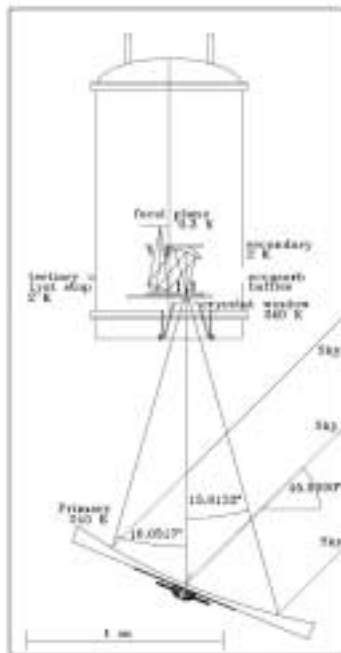


Figure 60: BOOMERANG に搭載された long duration ballooning (LDB) 用のアレイ検出器。

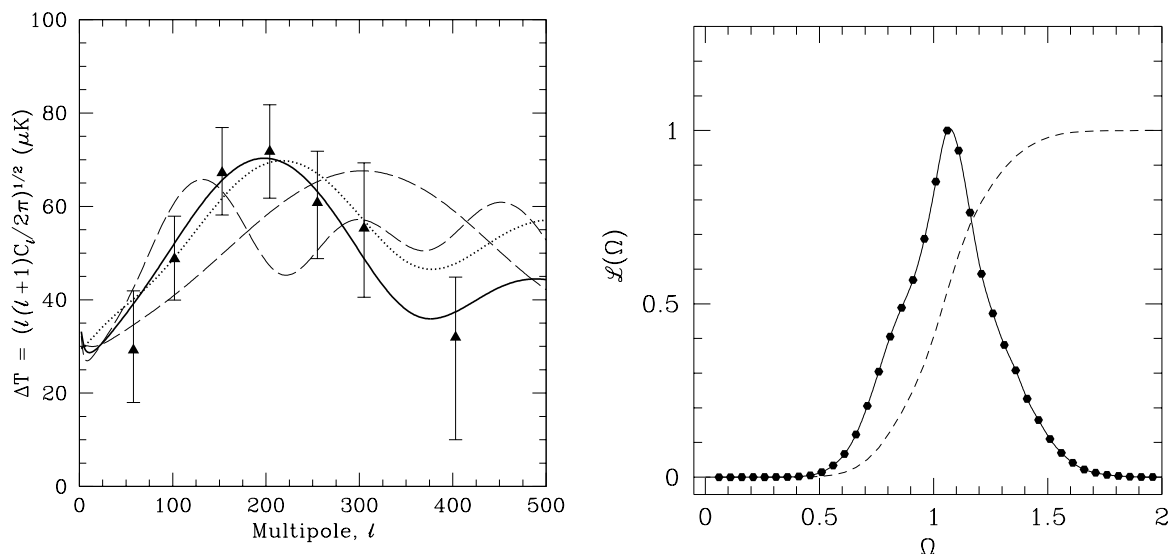


Figure 61: BOOMERANG/NA から得られた CMB 温度ゆらぎの角度相関関数と理論予言 (左)。実線は $(\Omega_b, \Omega_0, \lambda_0, n_s, h) = (0.05, 0.26, 0.75, 0.95, 0.7)$ 、点線が SCDM。このデータから得られた $\Omega \equiv \Omega_0 + \lambda_0$ の likelihood function (右)。点線は cumulative likelihood。

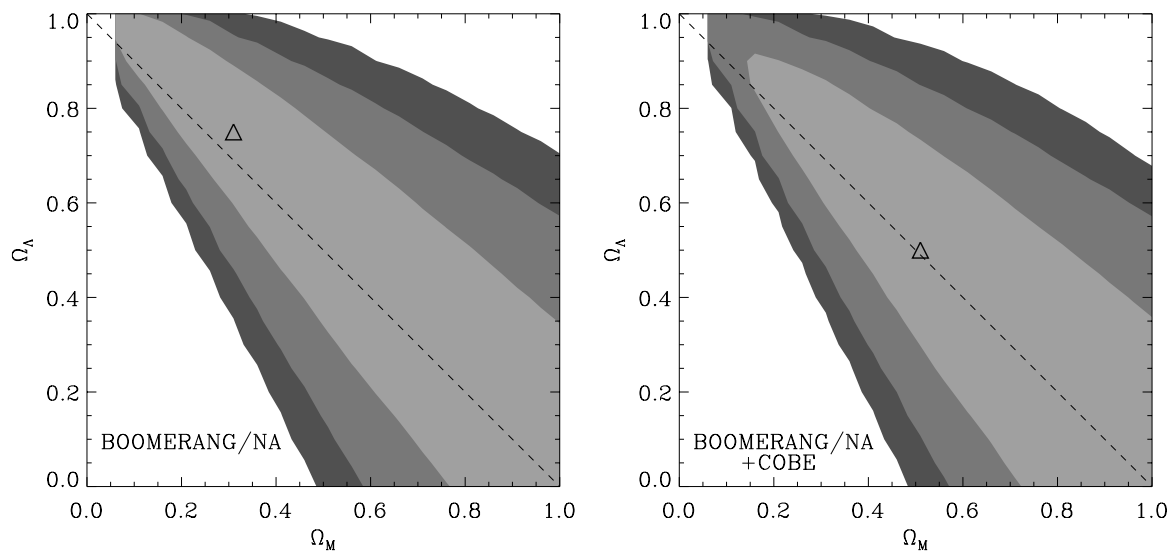


Figure 62: BOOMERANG/NA および COBE からの likelihood contour. ピーク値の 0.32, 0.05, 0.01 の等高線。三角がベストフィット。

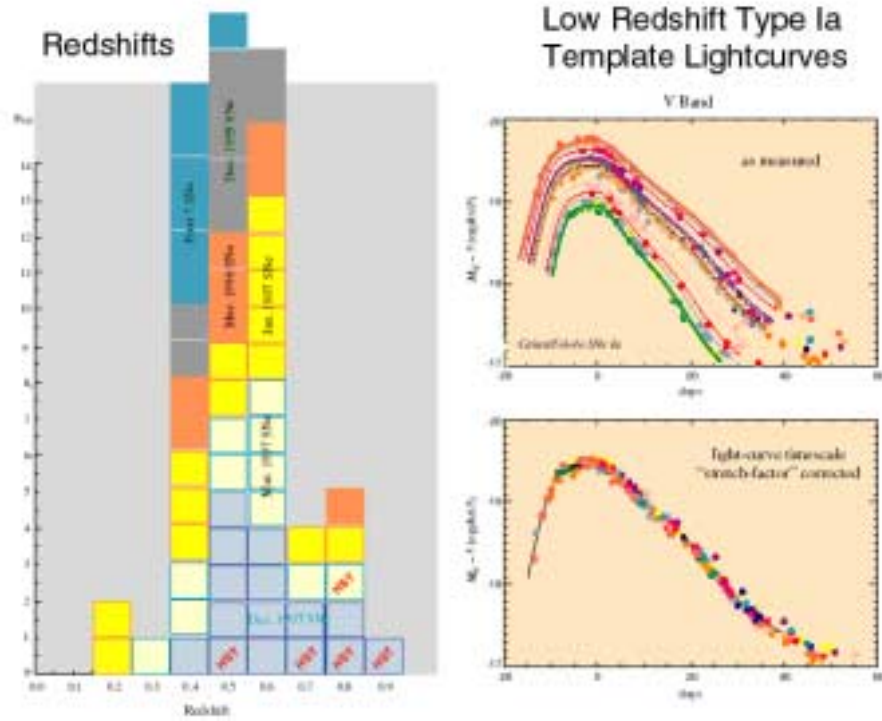
6.6 宇宙定数 λ_0 

Figure 63: Supernova Cosmology Project の観測結果

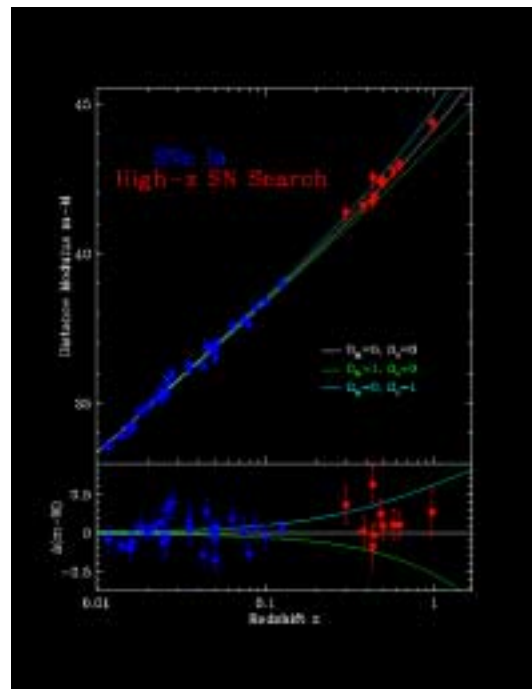


Figure 64: High-Z SN Search の観測結果

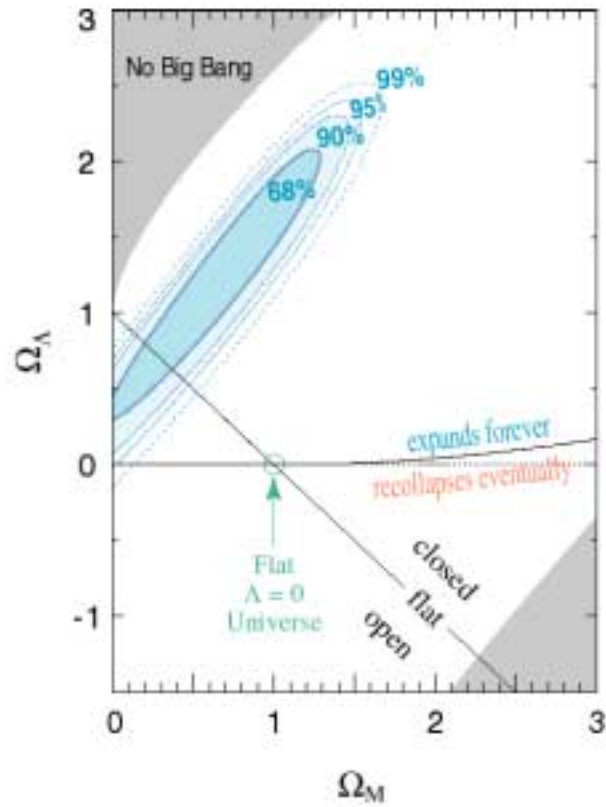


Figure 65: Supernova Cosmology Project からの、宇宙定数への制限

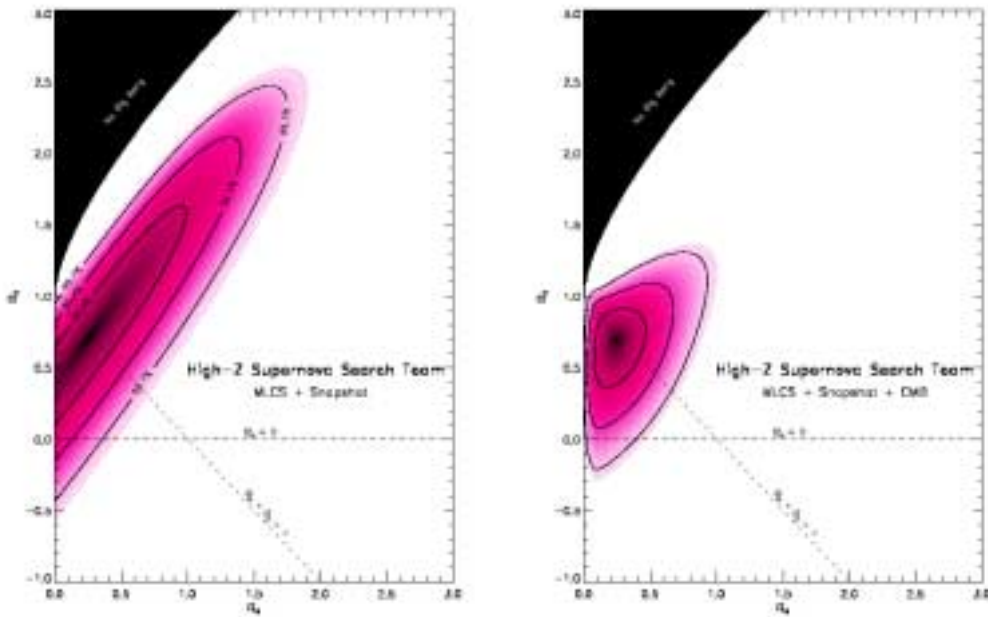


Figure 66: High-Z SN Search からの、宇宙定数への制限

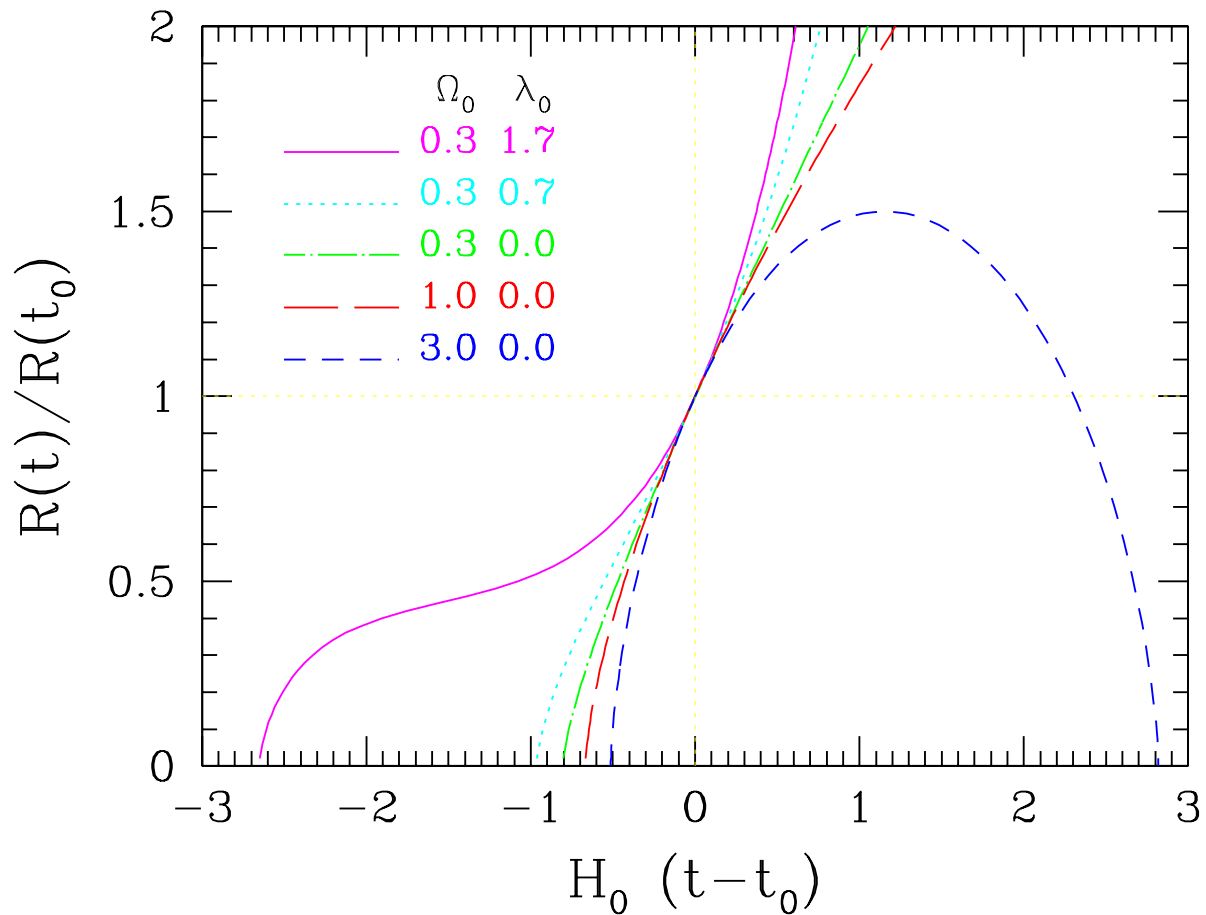


Figure 67: 宇宙のスケール因子の時間発展。ここでは、 $H_0(t - t_0)$ を横軸に選んでいるので、それぞれのモデルが、 $R = 0$ となる点と原点との距離が現在の宇宙年齢に対応する。また、 $t = t_0$ での接線の傾きが一致する。宇宙定数がない ($\lambda_0 = 0$) 場合には、アインシュタイン・ドジッターモデル ($\Omega_0 = 1$) を境にして、 $\Omega_0 > 1$ ならばやがて収縮に転じ、 $\Omega_0 < 1$ なら永久に膨張しっぱなしの宇宙となる。一方、正の宇宙定数 ($\lambda_0 > 0$) を持つモデルの場合、 $R \ll (\Omega_0/\lambda_0)^{1/3}$ の時期は λ_0 の影響は無視できるが、逆に $R \gg (\Omega_0/\lambda_0)^{1/3}$ となると、 Ω_0 の項が無視できるようになりやがて宇宙は指数関数的膨張を始める。

7 まとめと展望

ハッブル定数: $h = 0.71 \pm 0.07$

HST キーププロジェクトが終了し、近傍宇宙からのハッブル定数の値はこれ以上決まらないであろう。今後は、距離尺度の原点を与えるセファイドの較正（特にLMCまでの距離）や、遠方宇宙の観測から直接ハッブル定数を決める（超新星、SZ効果）ことが重要となる。

方法	H_0	references
セファイド型変光星 (HST)	73 ± 9	Freedman (1999)
惑星状星雲光度関数	$75 \sim 100$	Jacoby et al. (1990)
表面輝度ゆらぎ	81 ± 6	Tonry et al. (1996)
Tully-Fisher 関係	73 ± 7	Madore et al. (1997)
SN Ia	55 ± 5	Sandage & Tamman (1997)
SN Ia (MCLS)	65 ± 3	Riess, Press & Kirshner (1997)
SZ 効果	$30 \sim 90$	Kobayashi et al. (1996)
重力レンズ	63 ± 12	Kundić et al. (1997)

密度ゆらぎの振幅: $\sigma_8 \approx 1 \pm 0.5$

天体の空間分布とダークマターの空間分布との違い(バイアス)を理解することが重要。

質量密度パラメータ: $\Omega_0 = (0.1 \sim 0.4) \ll 1$

我々の宇宙が低密度(臨界密度以下)であることはほとんど確実

宇宙定数: $\lambda_0 = 1 - \Omega_0 \sim 0.7?$

超新星データの解釈は別としても、宇宙論的には宇宙定数があるほうが好ましいのは事実。今後の観測的進展は最も期待できる。ただしその起源を理論的に説明しようとするのは不毛であろう(人間原理的な考察を除く)。

Expanding the expanding universe

0-th order	<p>一様等方宇宙モデル (宇宙論パラメータ, Ω_0, λ_0, h の理解)</p>
1st order	<p>密度揺らぎの線形摂動論 (宇宙の大構造、マイクロ波背景放射)</p>
2nd order	<p>非線型重力進化 (ダークマターの構造形成)</p>
3rd order	<p>バリオンガスの進化 (第一世代天体と元素の起源)</p>
4th order	<p>銀河、星、惑星の形成と進化 (光り輝く銀河宇宙の誕生)</p>
	...
M -th order	<p>生命の起源・進化 (宇宙論的生物発生学)</p>
	...
N -th order	<p>知的生命体への進化、文化・文明・宗教 (宇宙論的生物進化学)</p>
	...
∞	宇宙の終焉

天文学は、これから10年から20年程度、新たな観測的発見の洪水が約束されている。しかし、これはいつまで続き得るのであろう。

ビッグサイエンスが成立する条件：必要な投資とそれから得られる利潤（科学的成果）とのバランス

一般に、科学は進歩すればするほどそのゴールは難解となり（当事者はこれをより根源的な問題に迫ったと評するはずであるが）、もはや専門外の人々の理解を越えてしまう。一方、その謎解きを観測的・実験的に行なうために必要であると推定される予算はふくれあがるだけである。したがって、一般の人にとって投資に対して得られる“利潤率”は単調減少の一途のように見える。

高エネルギー実験の方々はすでに直面してきた問題であろうが、ある段階まで進んだ学問は、どこまでやる（やれる）か、ではなく、どこでやめるか（妥協するか）、が重要である。

宇宙論という学問において、 $h = 0.713567$, $\Omega_0 = 0.39875$, $\lambda_0 = 0.62837$ の桁まで決定することに意味はあるか？

このような議論は、果たして科学（あるいは学問・文化）はどこまで進歩することが可能であるか、というもう少し高尚な問いかけにもつながる。おそらく人類の脳という本質的な限界ではなく、環境という外的な要因によって決まってしまうであろうというのが（あまり夢のない）私の意見である。ビッグサイエンスの宿命から考えても、宇宙物理には観測的なフィードバックとは関係なく、純粹に理論をガイドンスとして進まざるを得ない時期がいずれやって来ることは必然であろう。学問は進歩する段階においては、ある程度自然に発展するものである

が、いったん成熟した分野になってしまうと、学問的観点だけではなく、経済的および社会的さらには政治的な要素も色濃くなる。つまり、どのようにして学問分野を閉じてしまうかは極めて困難な課題である。多くの政府関連機関のように、設立当時の使命・役割を果たし終えても、自然消滅することは起こり得ない。つまり、ソフトランディングは至難の業である。

学問の終焉の3パターン

パターン I: ほとんどすべての重要な問題に答を見つけて栄誉ある終焉を迎える、

パターン II: 数学のように、徐々にではあるが着実に理論的進歩を遂げることで少しずつ歴史的な難問を解決しながら半永久的に発展を続ける、

パターン III: 重要な問題を多く残していながら、観測的にも理論的にも新たなブレークスルーを見出すことができず、もはや普通の問題意識とは遊離した重箱の隅をつつくような研究に終始するオタク集団としてほそぼそと生きながらえていく、