

東北大学理学部物理教室 集中講義 2002年 12月2日、3日

## 「観測的宇宙論」講義資料

須藤 靖

[http://www-utap.phys.s.u-tokyo.ac.jp/~suto/mypresentation\\_2002j.html](http://www-utap.phys.s.u-tokyo.ac.jp/~suto/mypresentation_2002j.html)

# 第1章 観測的宇宙論とは

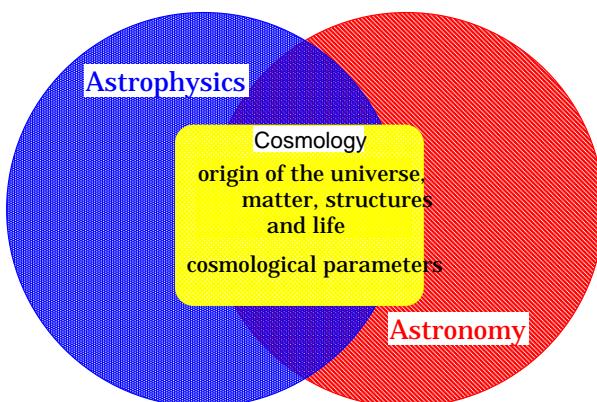


図 1.1: 宇宙物理学、天文学と宇宙論。

図 1.2: 曜日名と太陽系天体の対応。

中国語	日本語	英語	フランス語
星期一	月曜 (月)	Monday (Moon)	lundi (lune)
星期二	火曜 (火星)	Tuesday (Mars)	mardi (Mars)
星期三	水曜 (水星)	Wednesday (Mercury)	mercredi (Mercure)
星期四	木曜 (木星)	Thursday (Jupiter)	jeudi (Jupiter)
星期五	金曜 (金星)	Friday (Venus)	vendredi (Vénus)
星期六	土曜 (土星)	Saturday (Saturn)	samedi (Saturne)
星期天	日曜 (太陽)	Sunday (Sun)	dimanche (soleil)

## 第2章 膨張宇宙と宇宙論パラメータ

図 2.1: 主な宇宙論パラメータとその観測的推定法

記号	意味	観測的推定法
$H_0$	ハッブル定数	HST を用いたセファイド型変光星による銀河の距離指標の較正
$\Omega_b$	バリオン密度パラメータ	ビッグバン元素合成理論予言値と軽元素存在量の比較
$\Omega_m$	密度パラメータ	銀河団の個数密度
$\Omega_\Lambda$	宇宙定数	宇宙マイクロ波背景輻射の温度揺らぎ角度スペクトル 遠方超新星の光度・赤方偏移関係
$\sigma_8$	密度ゆらぎの振幅	宇宙マイクロ波背景輻射の温度揺らぎ角度スペクトル 銀河団の個数密度
		宇宙マイクロ波背景輻射の温度揺らぎ角度スペクトル

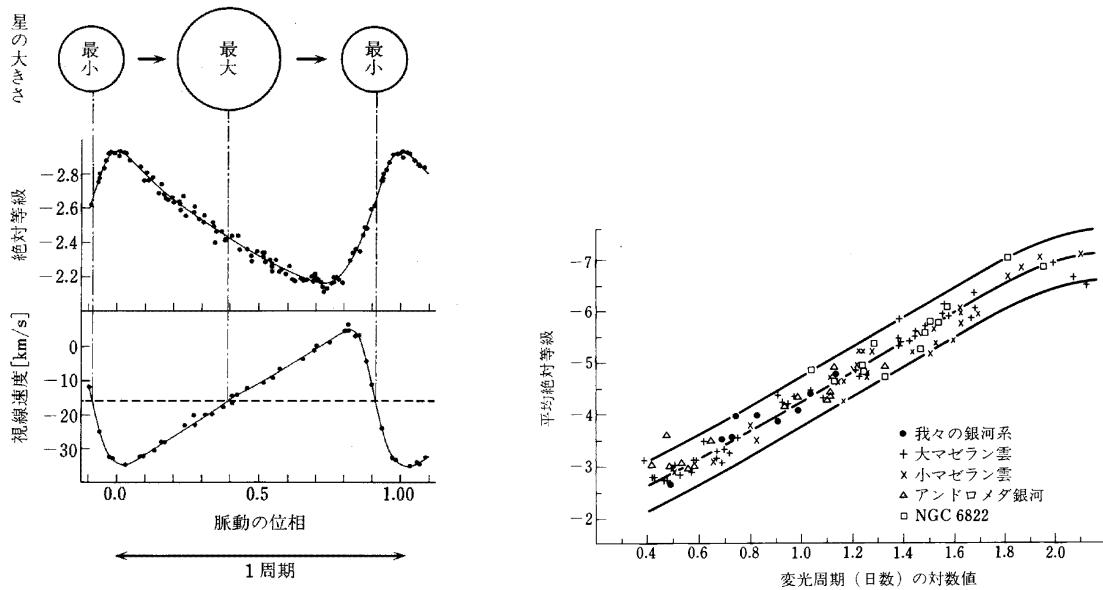


図 2.2: 左: セファイド型変光星の脈動位相と光度変化の概念図。右: セファイド型変光星の周期光度関係。

Hubble Diagram for Cepheids (flow-corrected)

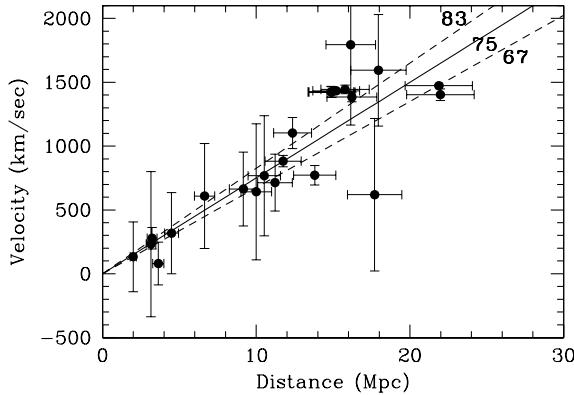


図 2.3: セファイド型変光星を用いて距離が決定された銀河。

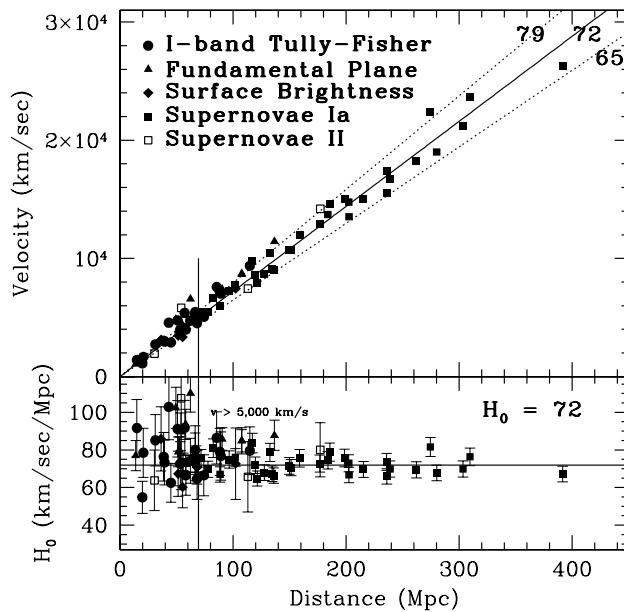


図 2.4: 上：銀河の距離と後退速度の関係（ハッブル図）。異なる記号は距離決定法の違いに対応しているが、HST のセファイドで較正されたものだけがプロットされている。この線の傾きがハッブル定数で、図の実線は  $71 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{Mpc}^{-1}$  に対応。下：上図にプロットされた一つ一つの銀河から求められた“ハッブル定数”とその銀河の距離の関係に変換したもの。（W.L.Freedman, Physics Report 333-334(2000)13 より転載）

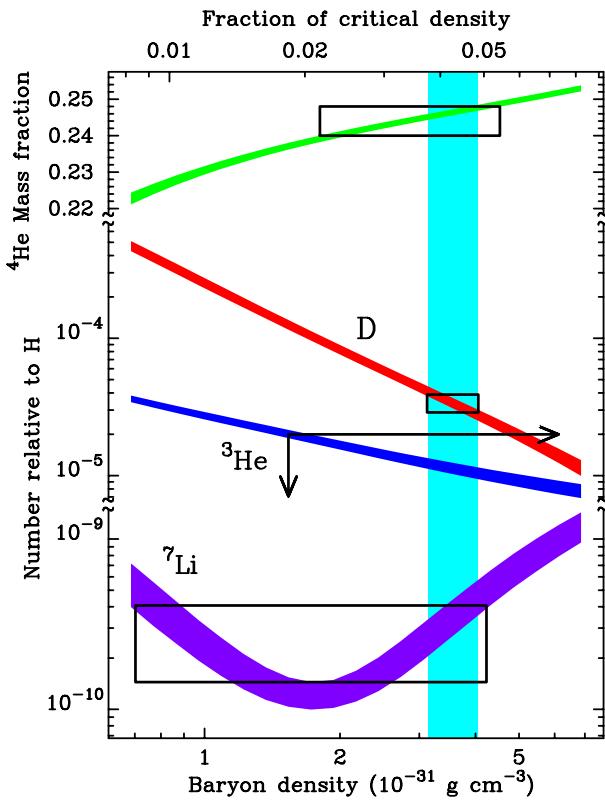


図 2.5: 軽元素の存在量と理論予言の比較。 $h = 0.65$  を仮定。(D.Tytler et al. astro-ph/0001318)

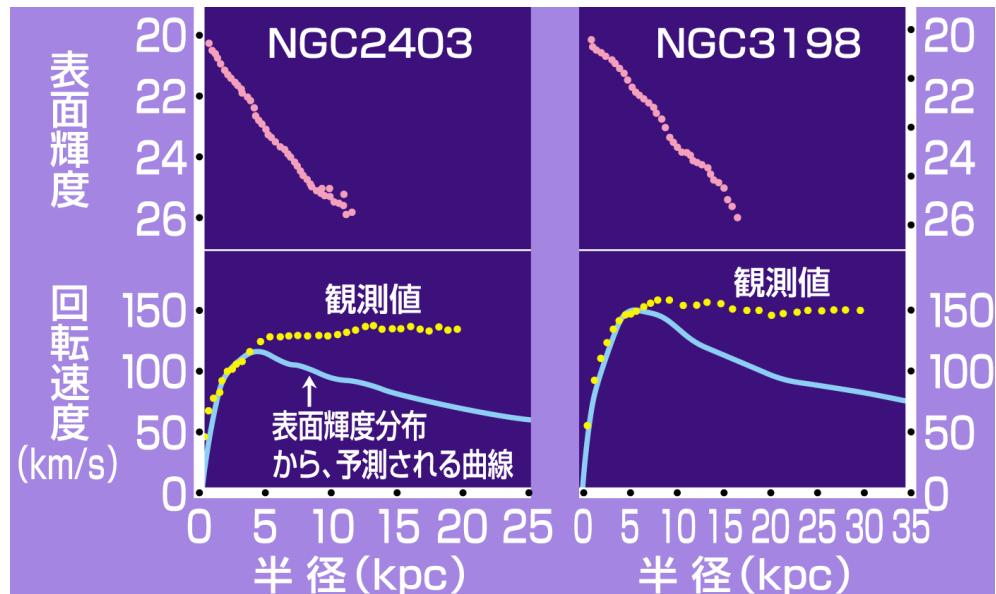


図 2.6: 渦巻銀河(左: NGC2403, 右: NGC3198)の表面輝度(Fバンド: 上)と、中性水素の21cm電波輝線から求められた回転曲線(下)。 $h = 0.75$  を仮定。記号が観測データで、下図の実線は、光っている物質の質量分布だけから予想される回転曲線(van Albada, T.S. & Sancisi,R. 1986, Phil.Trans.R.Soc.London A320, 447 のデータをもとに改変)。

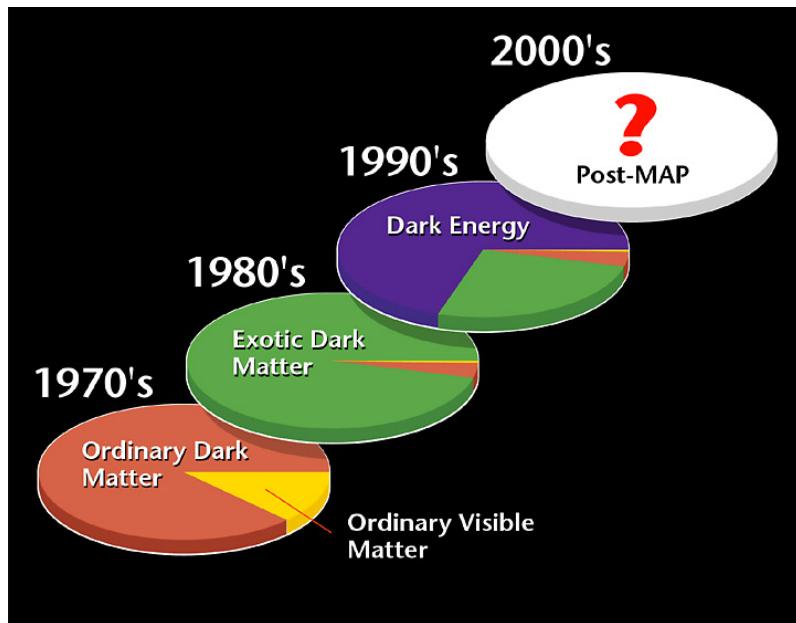
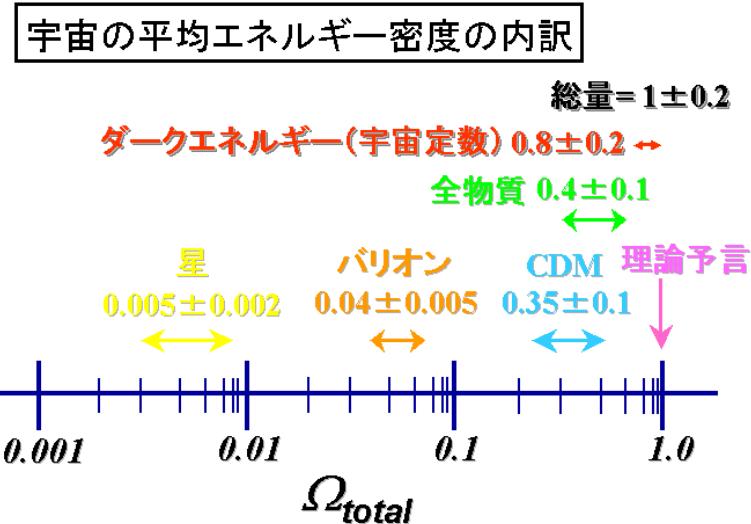


図 2.7: 宇宙の組成と、その推定に関する時間的変遷 (<http://map.gsfc.nasa.gov/>).

# 第3章 フリーードマン宇宙モデル

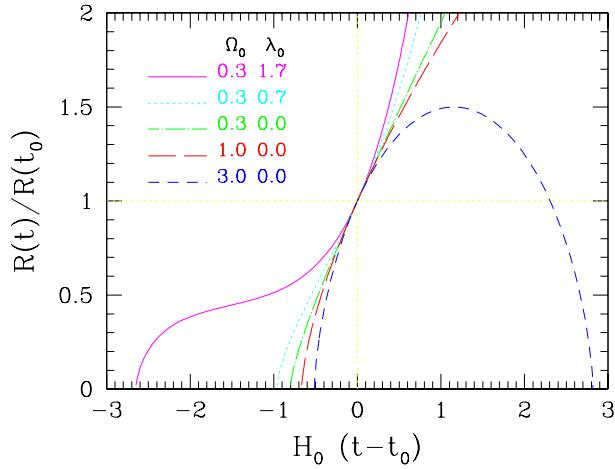


図 3.1: 宇宙のスケール因子の時間発展。現在の宇宙の膨張率をそろえているので  $t = t_0$  での接線の傾きが一致している。

代表的な宇宙モデルの場合の  $R(t)$  と宇宙年齢  $t_0$ :

(a) Einstein – de Sitter モデル ( $\Omega_0 = 1, \lambda_0 = 0$ )

$$R(t) = \left( \frac{t}{t_0} \right)^{2/3}, \quad t_0 = \frac{2}{3H_0} \quad (3.0.1)$$

(b) 宇宙項のない開いたモデル ( $\Omega_0 < 1, \lambda_0 = 0$ )

$$R = \frac{\Omega_0}{2(1 - \Omega_0)} (\cosh \theta - 1), \quad H_0 t = \frac{\Omega_0}{2(1 - \Omega_0)^{3/2}} (\sinh \theta - \theta) \quad (3.0.2)$$

$$H_0 t_0 = \frac{1}{1 - \Omega_0} - \frac{\Omega_0}{2(1 - \Omega_0)^{3/2}} \ln \frac{2 - \Omega_0 + 2\sqrt{1 - \Omega_0}}{\Omega_0} \quad (3.0.3)$$

(c) 正の宇宙項を持つ平坦なモデル ( $\Omega_0 < 1, \lambda_0 = 1 - \Omega_0$ )

$$R(t) = \left( \frac{\Omega_0}{1 - \Omega_0} \right)^{1/3} \left[ \sinh \frac{3\sqrt{1 - \Omega_0}}{2} H_0 t \right]^{2/3}, \quad (3.0.4)$$

$$H_0 t_0 = \frac{1}{3\sqrt{1 - \Omega_0}} \ln \frac{2 - \Omega_0 + 2\sqrt{1 - \Omega_0}}{\Omega_0} \quad (3.0.5)$$

表 3.1: 宇宙の年齢 ( $h^{-1}$  Gyr を単位としている)

$\Omega_0$	宇宙定数なし ( $\lambda_0 = 0$ )	平坦な宇宙 ( $\lambda_0 = 1 - \Omega_0$ )
1.0	6.5	6.5
0.5	7.4	8.1
0.2	8.3	10.5
0.1	8.8	12.5
0.05	9.1	14.6
0.01	9.6	19.6

共動距離:

$$\chi(z) = \int_0^z \frac{dz}{\sqrt{\Omega_0(1+z)^3 + (1-\Omega_0-\lambda_0)(1+z)^2 + \lambda_0}} \quad (3.0.6)$$

を用いて、

$$x_c(z) = \frac{c}{H_0} \begin{cases} \frac{\sin(\chi\sqrt{\Omega_0+\lambda_0-1})}{\sqrt{\Omega_0+\lambda_0-1}} & (\Omega_0+\lambda_0-1 > 0) \\ \chi & (\Omega_0+\lambda_0-1 = 0) \\ \frac{\sinh(\chi\sqrt{1-\Omega_0-\lambda_0})}{\sqrt{1-\Omega_0-\lambda_0}} & (\Omega_0+\lambda_0-1 < 0) \end{cases} \quad (3.0.7)$$

特に、 $\lambda_0 = 0$  の場合には、解析的表式がある (Mattig の式)。

$$x_c = \frac{2}{H_0\Omega_0^2(1+z)} \left\{ 2 - \Omega_0 + \Omega_0 z - (2 - \Omega_0)\sqrt{1 + \Omega_0 z} \right\} \quad (3.0.8)$$

光度距離:

$$d_L = x_c(1+z) = \frac{c(1+z)}{H_0} \begin{cases} \frac{\sin(\chi\sqrt{\Omega_0+\lambda_0-1})}{\sqrt{\Omega_0+\lambda_0-1}} & (\Omega_0+\lambda_0-1 > 0) \\ \chi & (\Omega_0+\lambda_0-1 = 0) \\ \frac{\sinh(\chi\sqrt{1-\Omega_0-\lambda_0})}{\sqrt{1-\Omega_0-\lambda_0}} & (\Omega_0+\lambda_0-1 < 0) \end{cases} \quad (3.0.9)$$

角度距離:

$$d_A = \frac{x_c}{1+z} = \frac{d_L}{(1+z)^2} = \frac{c}{H_0(1+z)} \begin{cases} \frac{\sin(\chi\sqrt{\Omega_0+\lambda_0-1})}{\sqrt{\Omega_0+\lambda_0-1}} & (\Omega_0+\lambda_0-1 > 0) \\ \chi & (\Omega_0+\lambda_0-1 = 0) \\ \frac{\sinh(\chi\sqrt{1-\Omega_0-\lambda_0})}{\sqrt{1-\Omega_0-\lambda_0}} & (\Omega_0+\lambda_0-1 < 0) \end{cases} \quad (3.0.10)$$

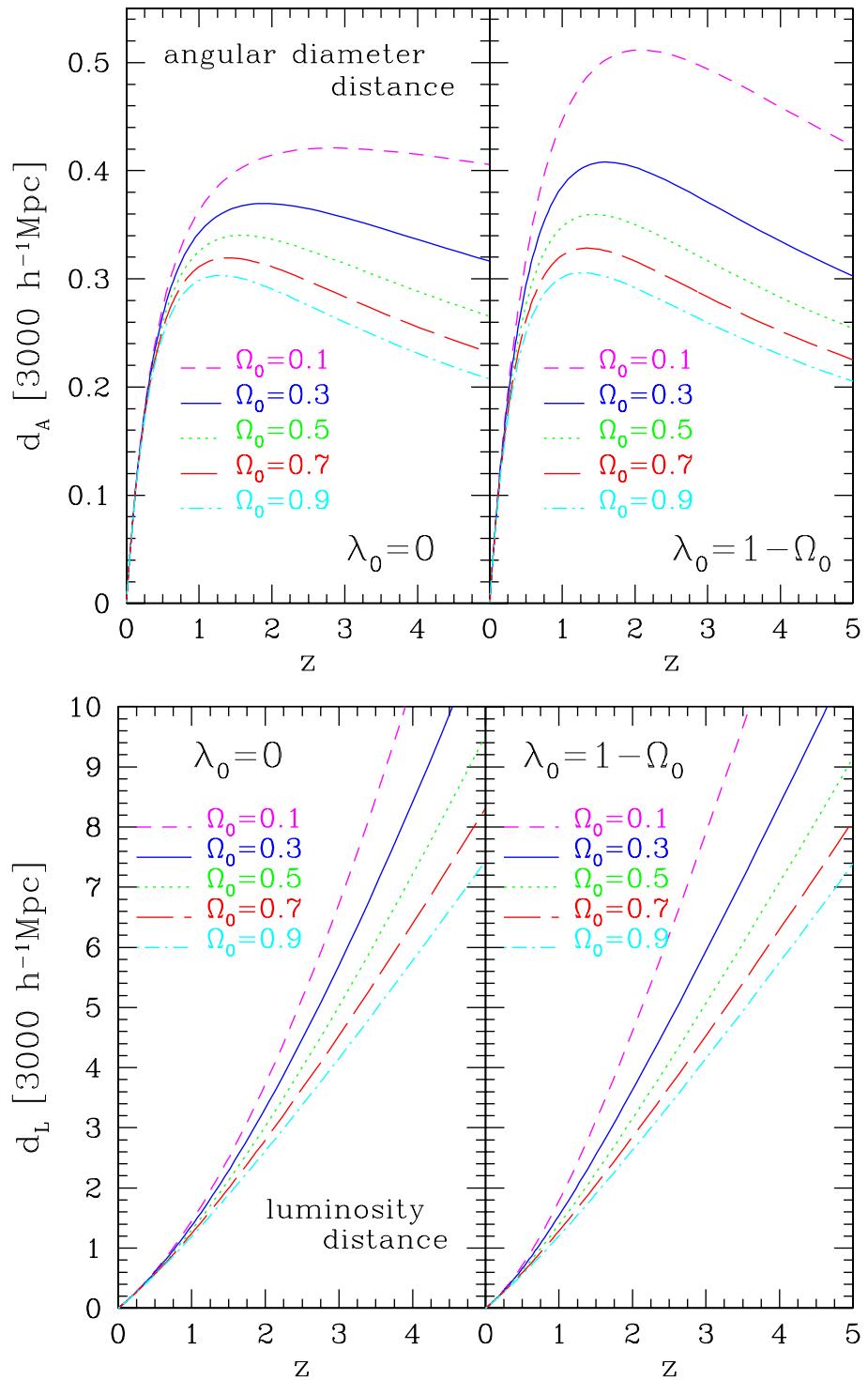


図 3.2: 角度距離  $d_A(z)$  および光度距離  $d_L(z)$  の宇宙論パラメータ依存性。

# 第4章 超新星と宇宙定数

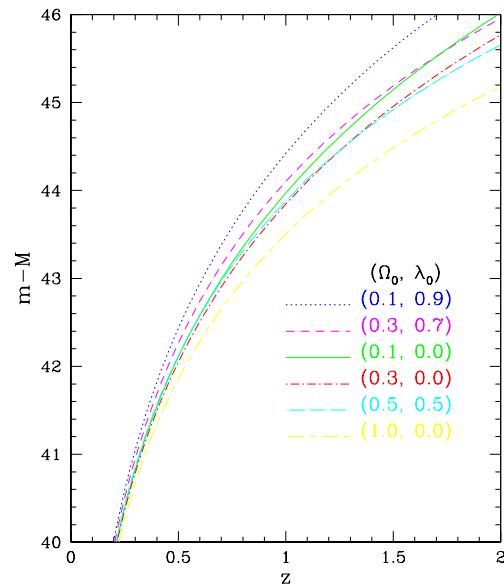


図 4.1: distance modulus ( $m - M$ ) の赤方偏移依存性。仮に、絶対光度が一定の天体があれば、この曲線が直接観測できるはずである。

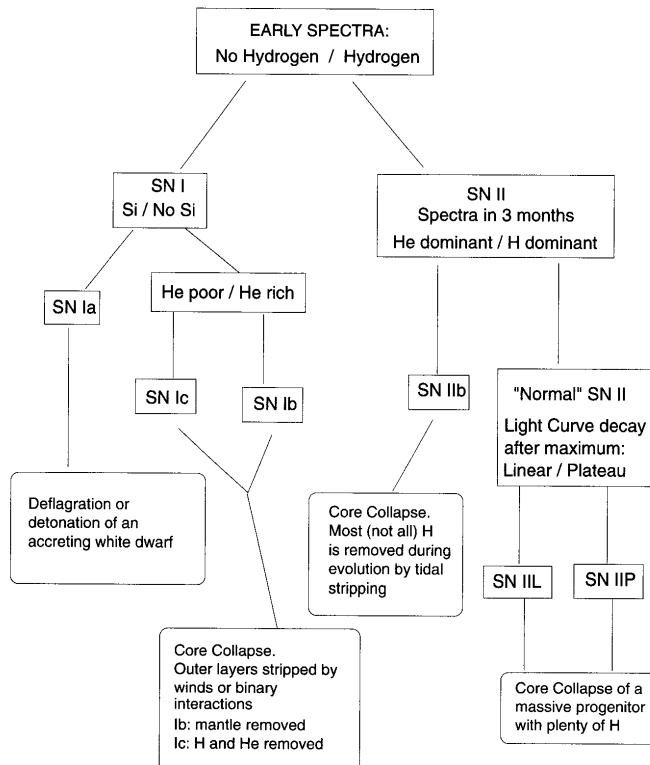


図 4.2: 超新星の分類



図 4.3: HST による Ia 型超新星 1994d の画像 (<http://cfa-www.harvard.edu/cfa/oir/Research/supernova/HighZ.html>)。

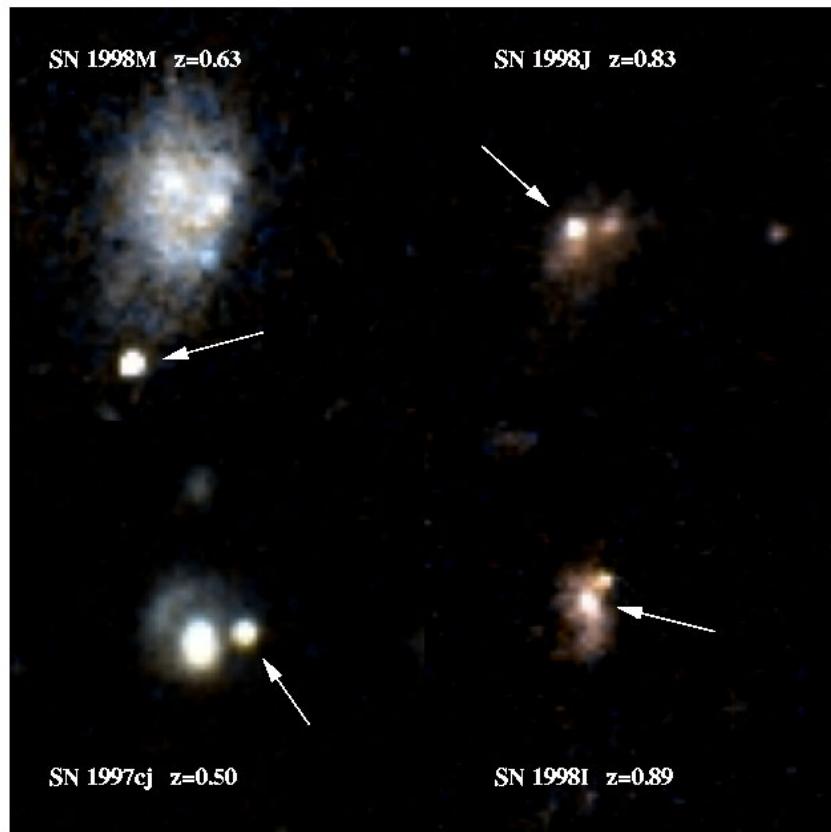
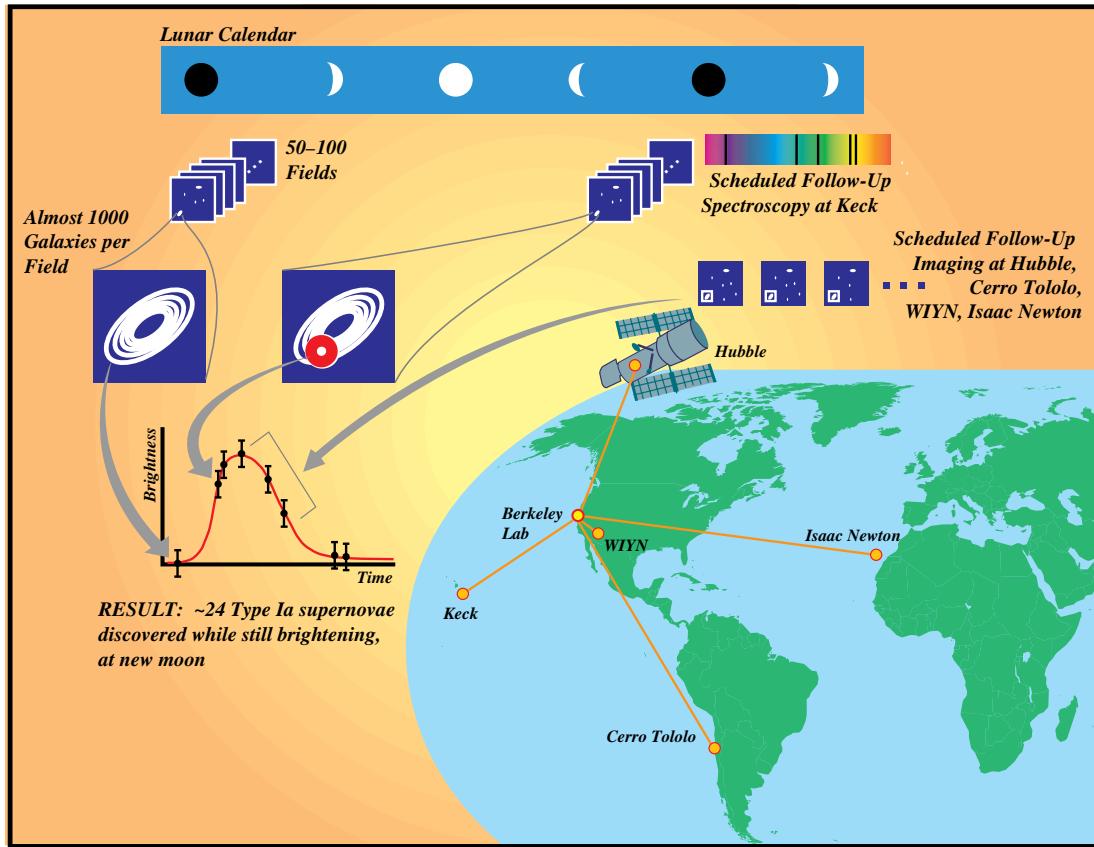


図 4.4: HST 観測による 4 つの Ia 型超新星とその母銀河 (<http://cfa-www.harvard.edu/cfa/oir/Research/supernova/HighZ.html>)。

Ia型超新星の最大光度は、典型的な銀河そのものよりも明るくなるため、まさに宇宙論的距離にある高赤方偏移を探るために有利である。一方、その発生頻度は一つの銀河あたりせいぜい100年に一回程度しかないうえ、数ヶ月程度の短い期間しか輝き続けないため、最適化されたモニター観測をする必要がある。現在、アメリカのローレンスバークレー研究所のグループ (Supernova Cosmology Project) と、アメリカ・オーストラリアのグループ (High-z Supernova Search) の2つが世界の研究をリードしている。



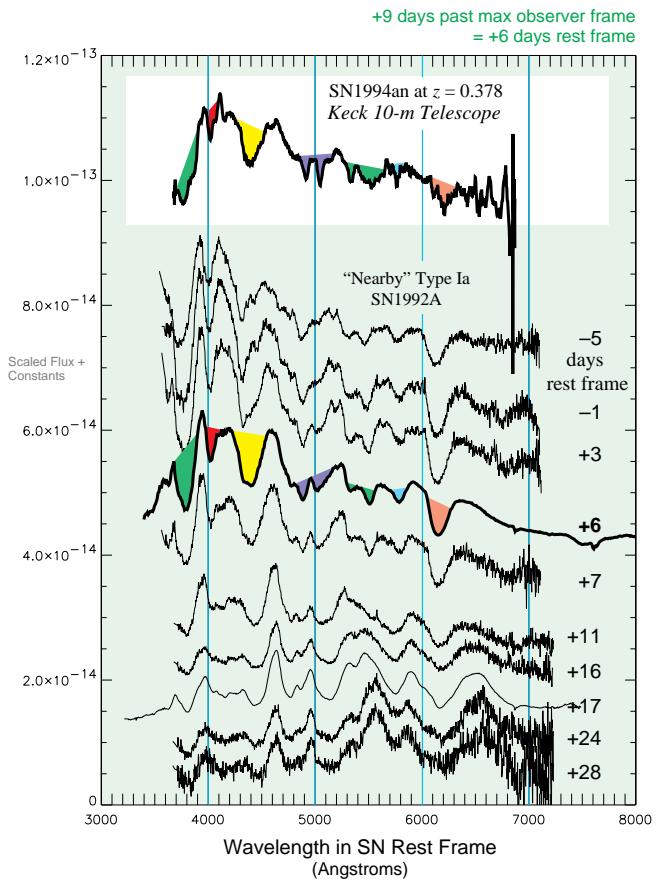
Perlmutter, et al., in *Thermonuclear Supernovae*, NATO ASI, v. 486 (1997)

We developed a strategy to guarantee a group of supernova discoveries on a certain date. Just after a new moon, we observe some 50 to 100 high-galactic latitude fields—each containing almost a thousand high-redshift galaxies—in two nights on the Cerro Tololo 4-meter telescope with Tyson & Bernstein's wide-field camera. We return three weeks later to observe the same fields, and then examine the images of all of the tens of thousands of galaxies. On average, some two dozen Type Ia supernovae will thus be discovered just before new moon—and while still brightening, since the three week time baseline is less than the rise time of a Type Ia supernova. We follow the supernovae, with spectroscopy at maximum light at the Keck telescope, and with photometry over the following two months at the CTIO, WIYN, INT, and (particularly for the highest redshifts) the Hubble Space Telescope.

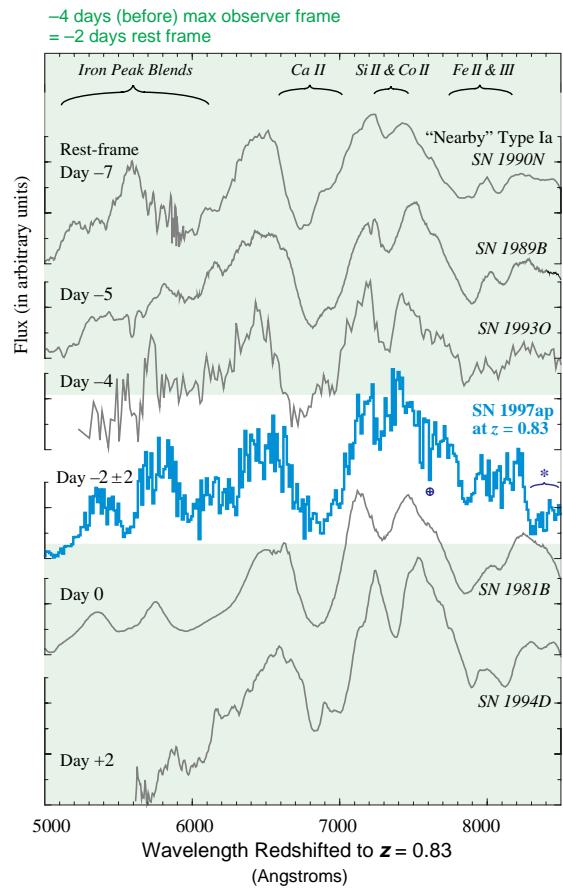
図 4.5: 超新星モニター観測手法。(<http://www-supernova.lbl.gov/>)

# Spectra

at  $z = 0.38 \dots$



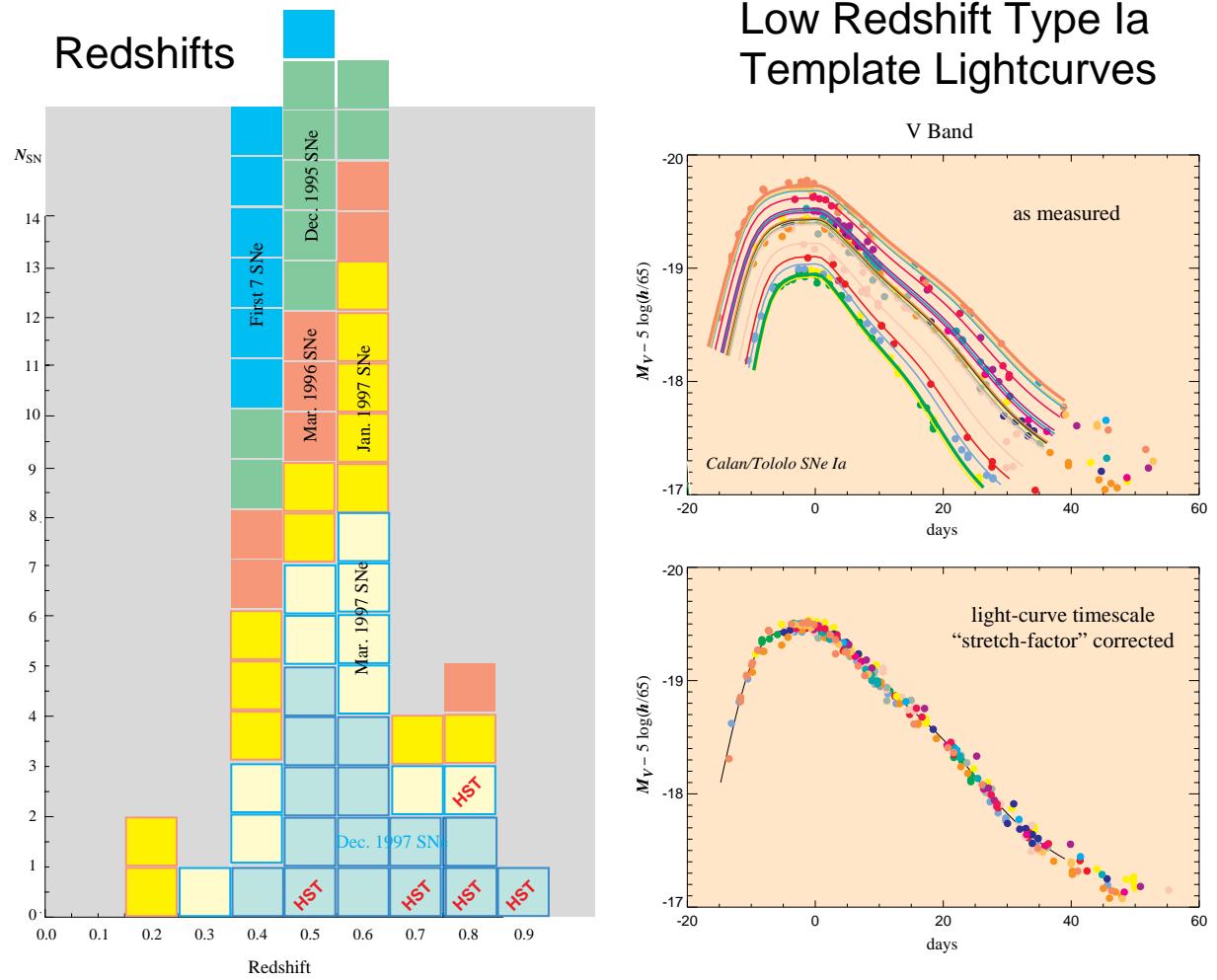
$\dots$  at  $z = 0.83$



Perlmutter, et al., Nature (1998)

As a Type Ia supernova brightens and fades, its spectrum changes, showing on each day which elements in the expanding atmosphere are passing through the photosphere. This provides a rather tight constraint on the high-redshift supernova spectra: they must show all of the same features on the same day of the explosion as nearby Type Ia supernovae, or else we have evidence that the Type Ia supernovae have evolved over the 4-to-7 billion years that we are studying. So far, we have seen no indications of evolution, even as far back in time as the highest redshift Type Ia supernova spectrum, shown on the right plot above in its place in the time sequence of "nearby" Type Ia supernova spectra. Note that the spectra are almost all observed with the Keck 10-m Telescope, a necessity for these very faintest supernovae.

図 4.6: Ia 型超新星のスペクトル (<http://www-supernova.lbl.gov/>)。

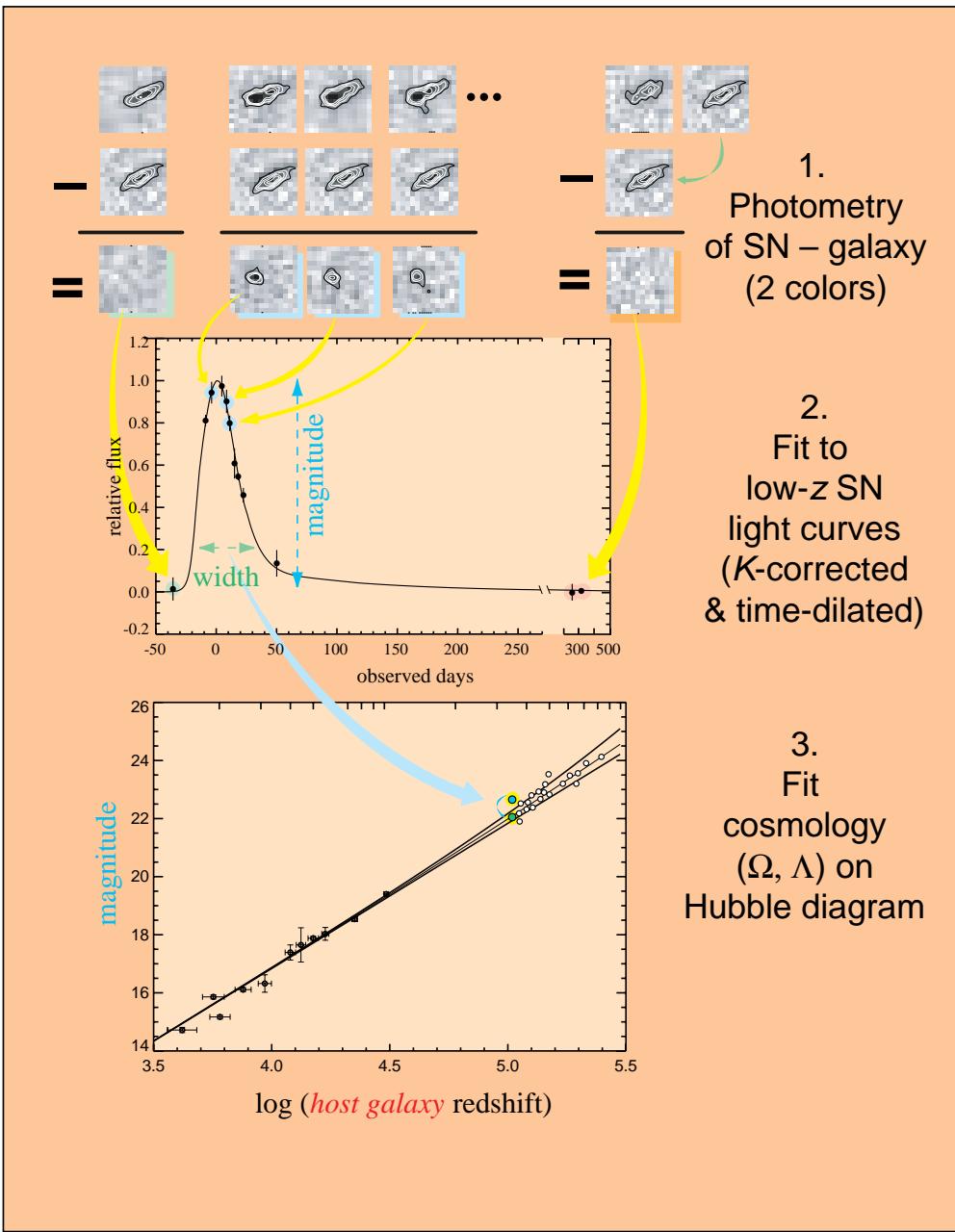


We have discovered well over 50 high redshift Type Ia supernovae so far. Of these, approximately 50 have been followed with spectroscopy and photometry over two months of the light curve. The redshifts shown in this histogram are color coded to show the increasing depth of the search with each new “batch” of supernova discoveries. The most recent supernovae, discovered the last week of 1997, are now being followed over their lightcurves with ground-based and (for those labeled “HST”) with the Hubble Space Telescope.

Type Ia supernovae observed “nearby” show a relationship between their peak absolute luminosity and the timescale of their light curve: the brighter supernovae are slower and the fainter supernovae are faster (see Phillips, *Ap.J.Lett.*, 1993 and Riess, Press, & Kirshner, *Ap.J.Lett.*, 1995). We have found that a simple linear relation between the absolute magnitude and a “stretch factor” multiplying the lightcurve timescale fits the data quite well until over 45 restframe days past peak. The lower plot shows the “nearby” supernovae from the upper plot, after fitting and removing the stretch factor, and “correcting” peak magnitude with this simple calibration relation.

図 4.7: 観測された Ia 型超新星の赤方偏移分布とその光度曲線 (<http://www-supernova.lbl.gov/>)。

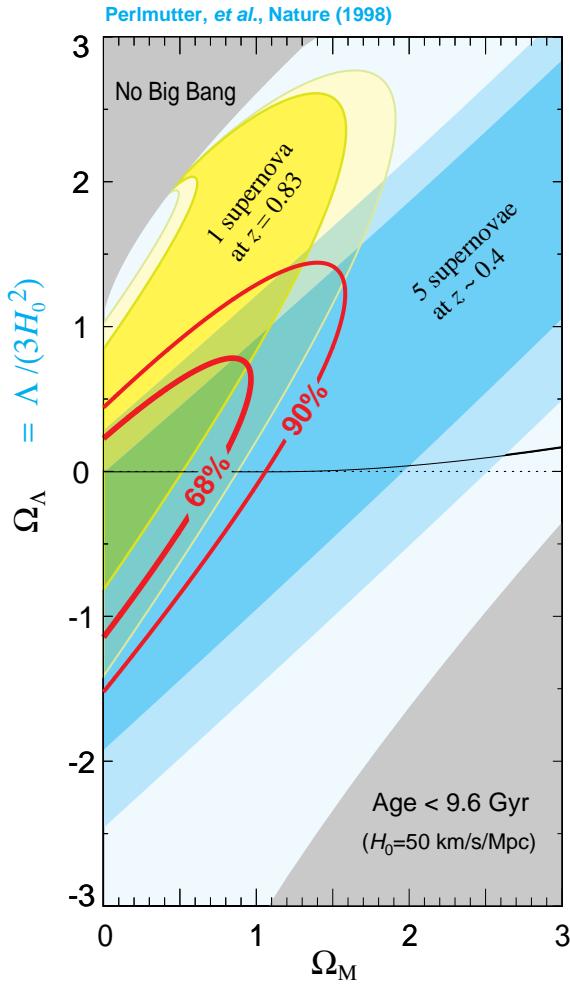
# Analysis Steps



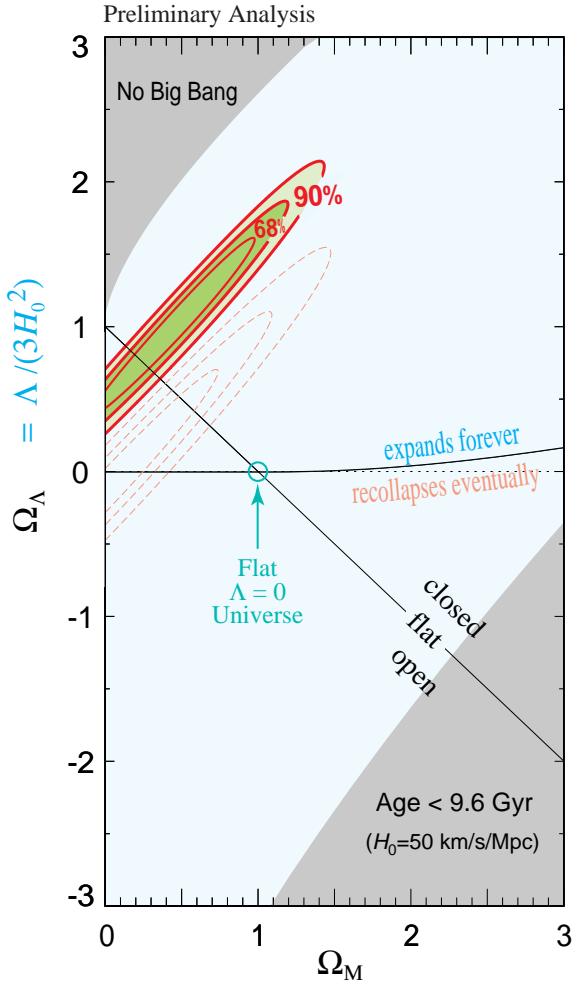
The supernovae are analyzed in the following three steps: First, the final image of the host galaxy alone is subtracted from the many images of each supernova spanning its lightcurve. The resulting *R*- and *I*-band photometry points are then fit to *K*-corrected (see Kim, Goobar, & Perlmutter, *P.A.S.P.* 1996) and  $(1+z)$ -time-dilated *B*- and *V*-band template SN Ia lightcurves. This fit yields the apparent magnitude at peak and the best fit “stretch factor” that indicates the timescale (and hence the intrinsic luminosity) of each supernova. Finally, all of the supernova magnitudes—corrected for the stretch-luminosity relation—are plotted on the Hubble diagram as a function of their host galaxy redshift (when available, or supernova redshift, when not). The magnitudes vs. redshifts can then be fit to various alternative cosmologies. We fit the two “favorite” one-dimensional cases, the flat ( $\Omega_M + \Omega_\Lambda = 1$ ) universe, and the  $\Lambda = 0$  universe, as well as solving for a confidence region in the  $\Omega_M$ -vs- $\Omega_\Lambda$  plane.

図 4.8: Ia 型超新星のデータ解析法 (<http://www-supernova.lbl.gov/>)。

## Results: $\Omega$ vs $\Lambda$ from 6 supernovae



## Results: $\Omega$ vs $\Lambda$ from 40 supernovae



These two plots show the best-fit confidence regions on the  $\Omega_M$ -vs- $\Omega_\Lambda$  plane for the 6-supernova fit presented in the *Nature* (1998) paper and for a more extensive 40-supernova fit (preliminary analysis). The left plot demonstrates that with a range of redshifts from 0.4 to 0.85, the approximately straight slope of the confidence region at a given redshift begins to rotate, allowing an intersection region (shown in green) to isolate measurements of  $\Omega_M$  and  $\Omega_\Lambda$  separately, not just in linear combination (see Goobar & Perlmutter, *Ap.J.* 1995). With the larger sample of supernovae shown on the right plot, the statistical uncertainty is now small enough—and the confidence regions narrow enough—that the systematic uncertainty is the dominant source of error. The dashed-line confidence region on the right plot shows our preliminary estimate of this systematic uncertainty (shown in the direction of 0.2 lower apparent magnitudes for the high redshift supernovae). Further analysis should reduce this uncertainty. The best-fit confidence region (in green on the right plot) is centered at  $\Omega_M = 0.5$ ,  $\Omega_\Lambda = 1.0$ . This confidence region lies along the line of  $\Omega_\Lambda = \Omega_M + 0.5$ , which is *not* parallel to the lines of constant deceleration  $q_0 = \Omega_M/2 - \Omega_\Lambda$ . Note that the confidence regions do not include the “standard model” inflationary universe with no cosmological constant (shown as a green circle at the intersection of the flat-universe line and the  $\Lambda = 0$  line). The confidence regions do suggest that we live in a universe that will expand forever.

図 4.9: Ia 型超新星のハッブル図から得られた制限 (<http://www-supernova.lbl.gov/>)。

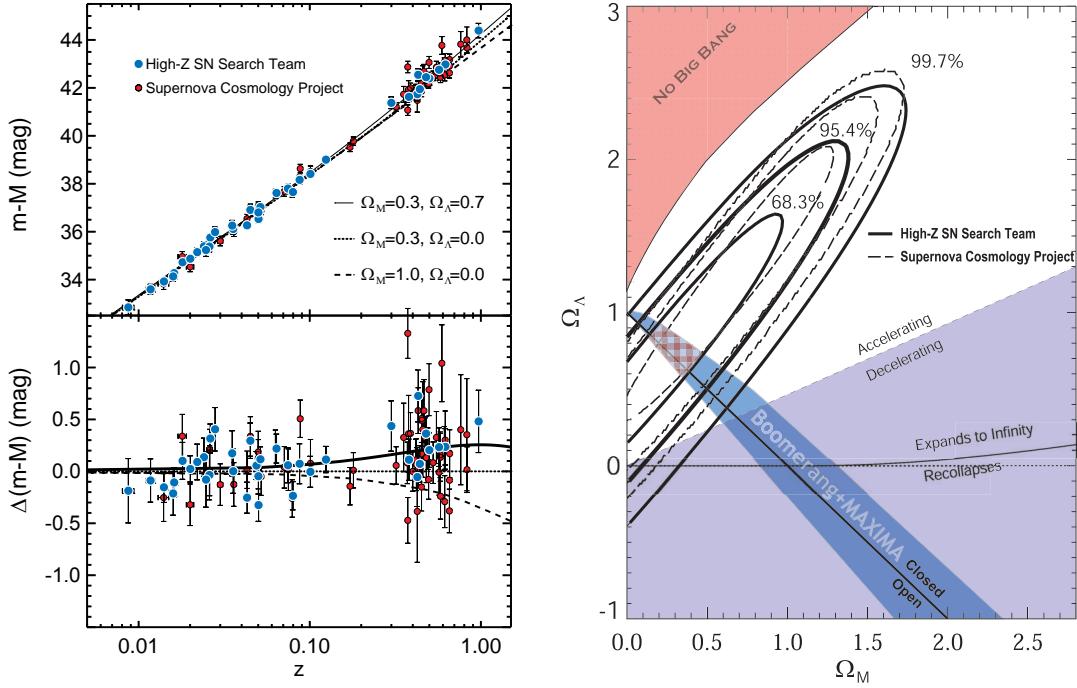


図 4.10: 超新星の光度赤方偏移関係から得られた  $\Omega_m$  と  $\Omega_\Lambda$  への制限。 $\Omega_m + \Omega_\Lambda > 1$  が、閉じた空間、 $\Omega_m + \Omega_\Lambda < 1$  が、開いた空間をもつ宇宙に対応し、その境である  $\Omega_m + \Omega_\Lambda = 1$  は平坦な宇宙と呼ばれる。 $\Omega_\Lambda > (<) \Omega_m/2$  は、現在の宇宙 ( $z = 0$ ) が加速 (減速) 膨張している条件に対応する。この条件は一般には  $\Omega_\Lambda = \Omega_m(1+z)^3/2$  であり、過去 ( $z > 0$ ) に減速膨張していた宇宙が、最近加速膨張に転ずる場合もある (<http://cfa-www.harvard.edu/cfa/oir/Research/supernova/HighZ.html>)。

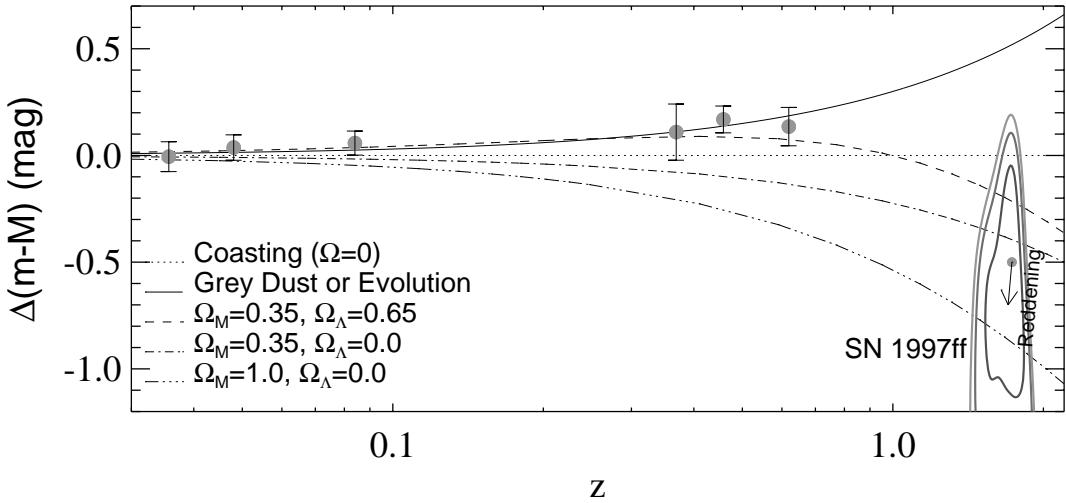


図 4.11: 超新星の見かけの光度の変化を  $z$  の関数として図示したもの。 $\Omega_m = 0.35$  かつ  $\Omega_\Lambda = 0.65$  というモデルと、 $\Omega_\Lambda = 0$  で超新星自身が系統的に暗くなるというモデルはともに  $z < 1$  までのデータを説明できるが、後者は  $z = 1.7$  の超新星のデータとは矛盾する。

Unknown Component  
 $\Omega_u$   
 of Energy Density

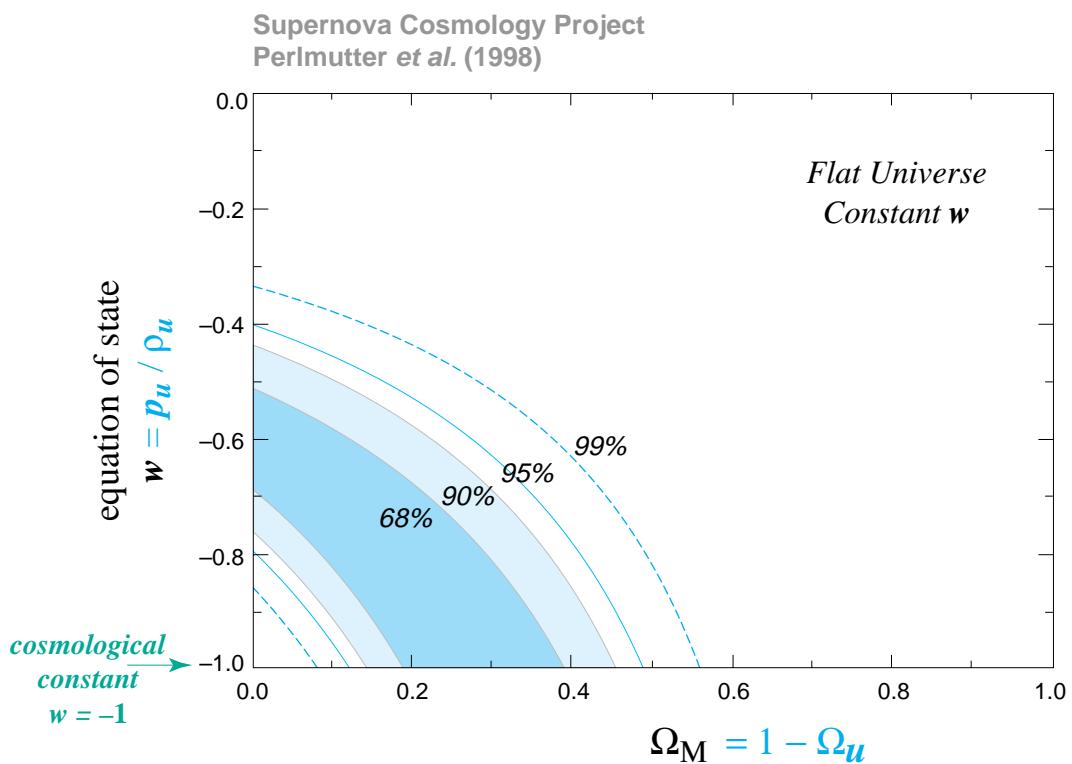


図 4.12: Ia 型超新星の観測データによる宇宙の状態方程式への制限 (Perlmutter et al. 1999, ApJ, 517, 565 ; <http://www-supernova.lbl.gov/>)。Garnavich et al. (1998, ApJ, 509, 74) もほとんど同じ結果を出している。

## 第5章 宇宙マイクロ波背景輻射と宇宙の曲率

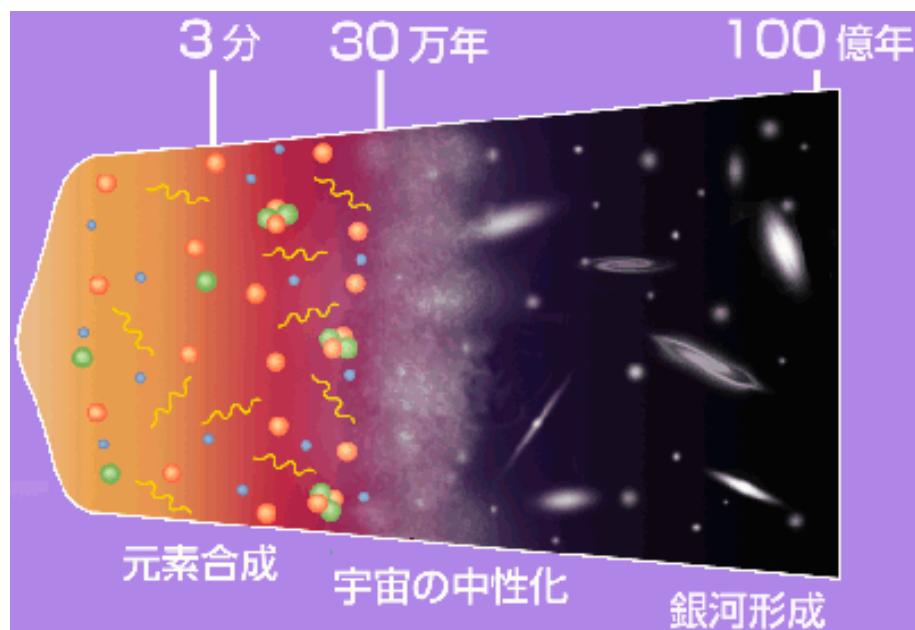
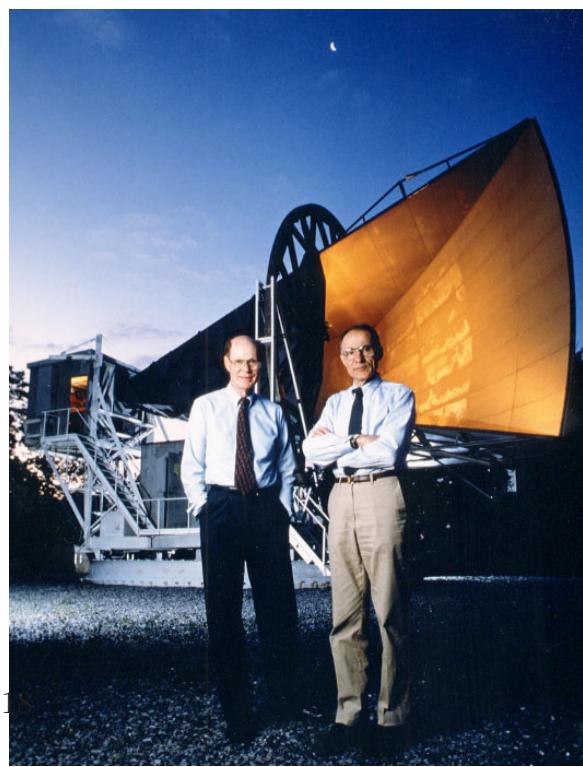
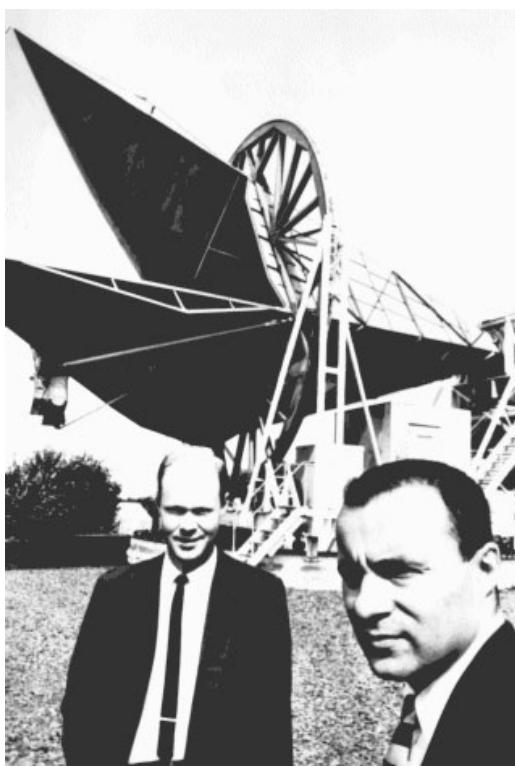


図 5.1: 宇宙の年譜.



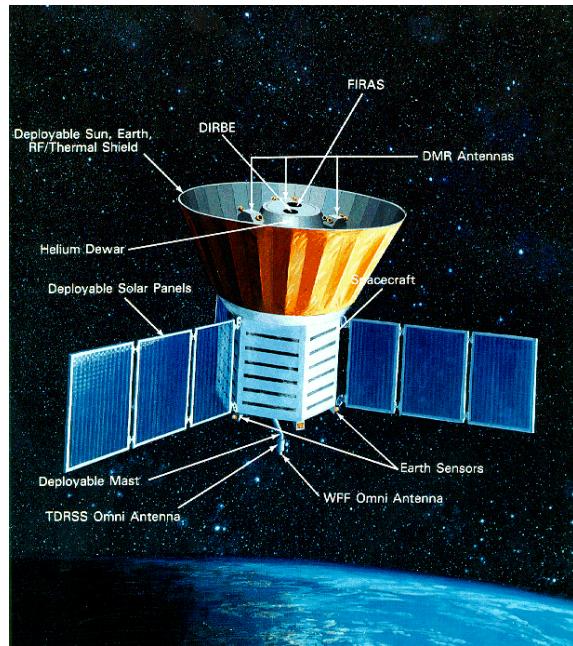


図 5.3: COBE 衛星 ([http://space.gsfc.nasa.gov/astro/cobe/ed\\_resources.html](http://space.gsfc.nasa.gov/astro/cobe/ed_resources.html))。

図 5.4: 宇宙マイクロ波背景輻射観測衛星 COBE の成果

項目	結論
エネルギースペクトル	(0.05 ~ 0.5)cm の波長域にわたって、 $10^{-4}$ の精度でプランク分布と一致することを確認
CMB の温度 太陽系の運動	$T_{\gamma,0} = 2.728 \pm 0.002$ K 速度 $371 \pm 1$ km·s <sup>-1</sup>
温度ゆらぎの発見	方向 $(l, b) = (264^\circ.14 \pm 0^\circ.15, 48^\circ.26 \pm 0^\circ.15)$ 7 度角と 10 度角スケールで平均した時の値が、 $\Delta T_{\text{rms}}(7^\circ) = 33 \pm 2\mu$ K, $\Delta T_{\text{rms}}(10^\circ) = 29 \pm 1\mu$ K

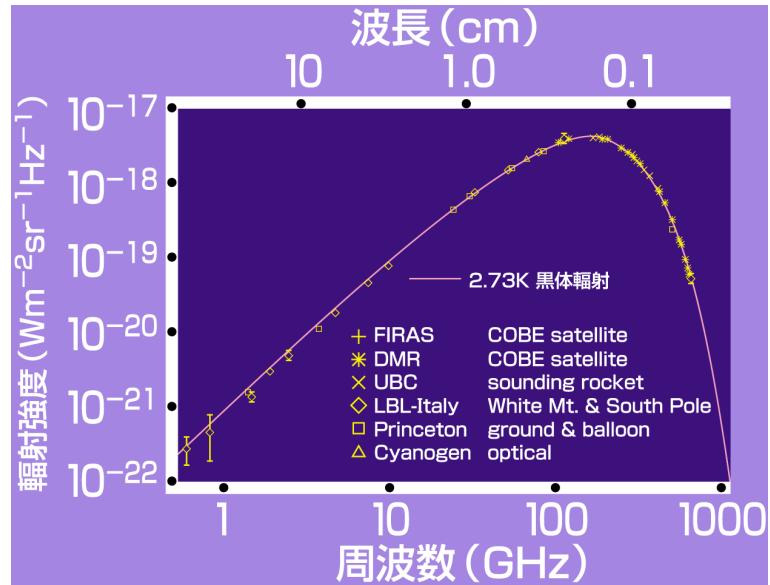


図 5.5: COBE 衛星、ロケット、気球、地上観測のデータから決定されている CMB スペクトル。D.E. Groom et al, The European Physical Journal C15, 1 (2000) の G.F.Smoot and D.Scott の記事より転載。

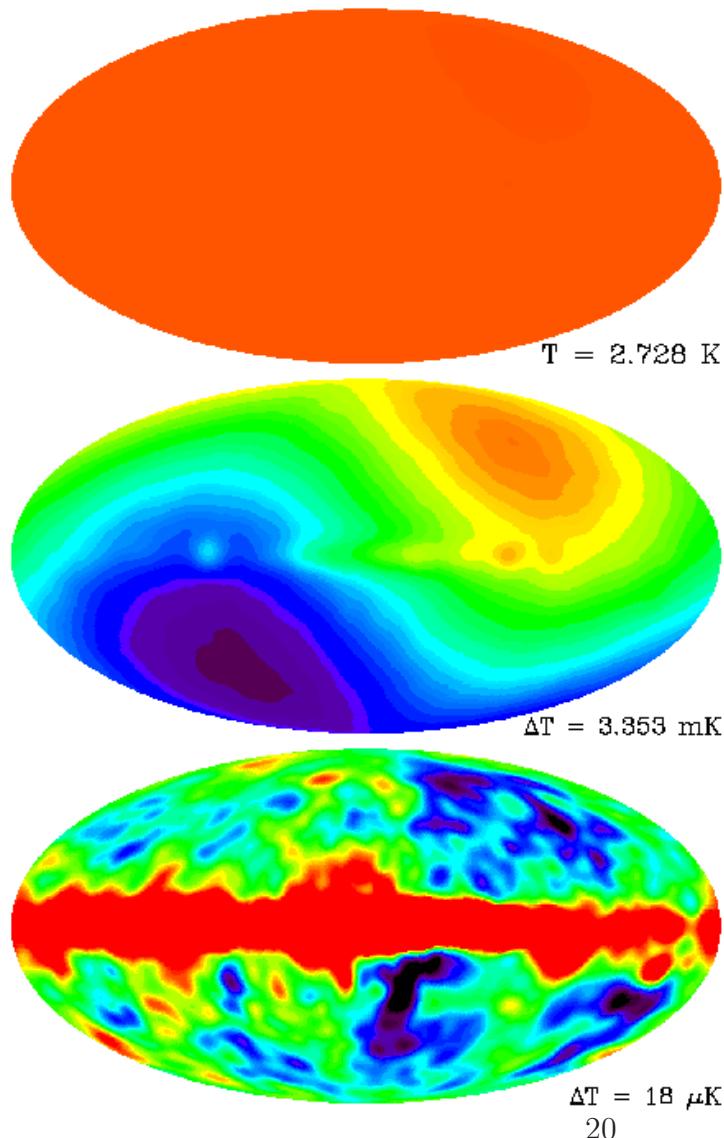


図 5.6: COBE の観測から得られた全天温度地図 (銀河座標)。上より順に、単極(一様)成分、双極子成分、双極子ゆらぎを取り除いた後の温度ゆらぎを表わす。赤(青)が温度が高い(低い)領域であることを示す。下図の真中の赤い帯上の部分は銀河面からの輻射であり、CMB のゆらぎとは関係ない ([http://space.gsfc.nasa.gov/astro/cobe/ed\\_resources.html](http://space.gsfc.nasa.gov/astro/cobe/ed_resources.html))。

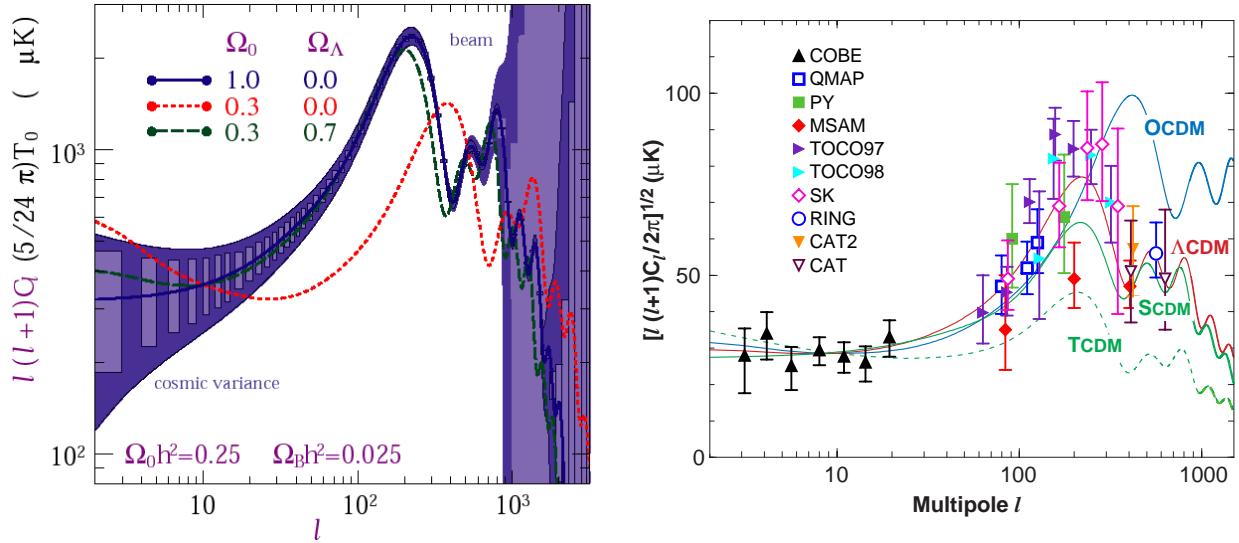


図 5.7: CMB ゆらぎのスペクトルの理論モデルと観測データの予想。 $\ell$  の小さい領域の誤差は cosmic variance で決まり、 $\ell$  の大きい領域は、観測のビームサイズと感度で決まる (Hu, Sugiyama & Silk 1997, Nature 386, 37)。右は、1999 年時点での観測データとの比較 (Bahcall, Ostriker, Perlmutter, & Steinhardt 1999, Science, 284, 1481)。

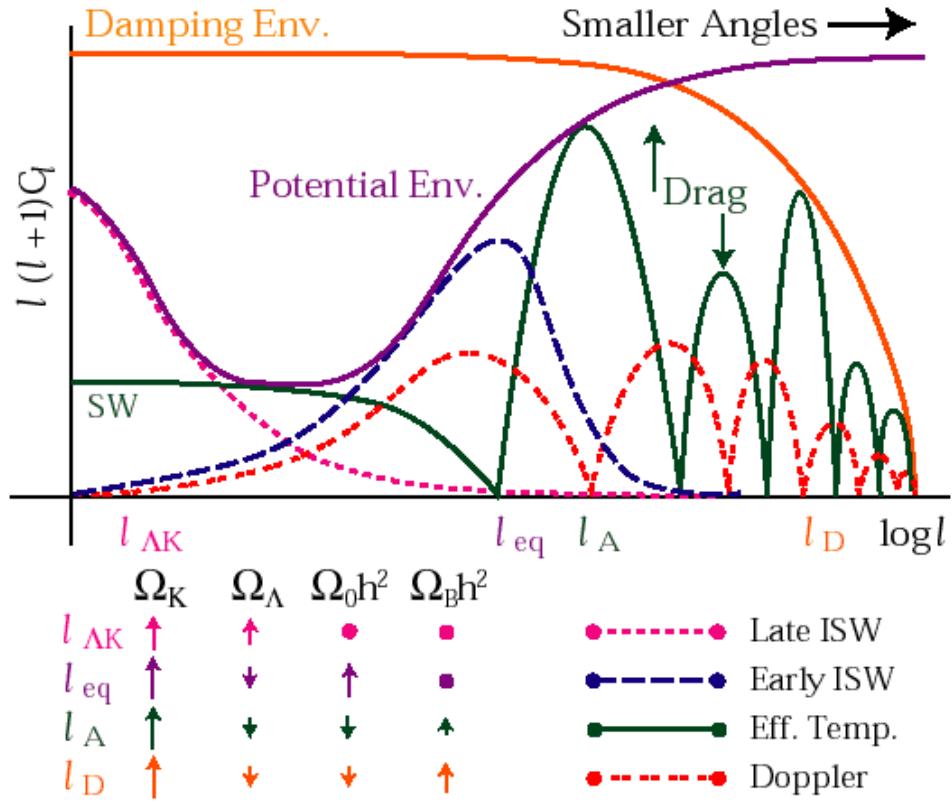


図 5.8:  $\ell_{AK}$  と  $\ell_{eq}$  は、Sachs-Wolfe 効果が効く波数の範囲、 $\ell_A$  は音波振動のピークのスケール、 $\ell_D$  は散逸による減衰の特徴的スケール。 $\Omega_K \equiv 1 - \Omega_\Lambda - \Omega_0$ 。Hu, Sugiyama & Silk, Nature 386 (1997) 37

## BOOMERanG

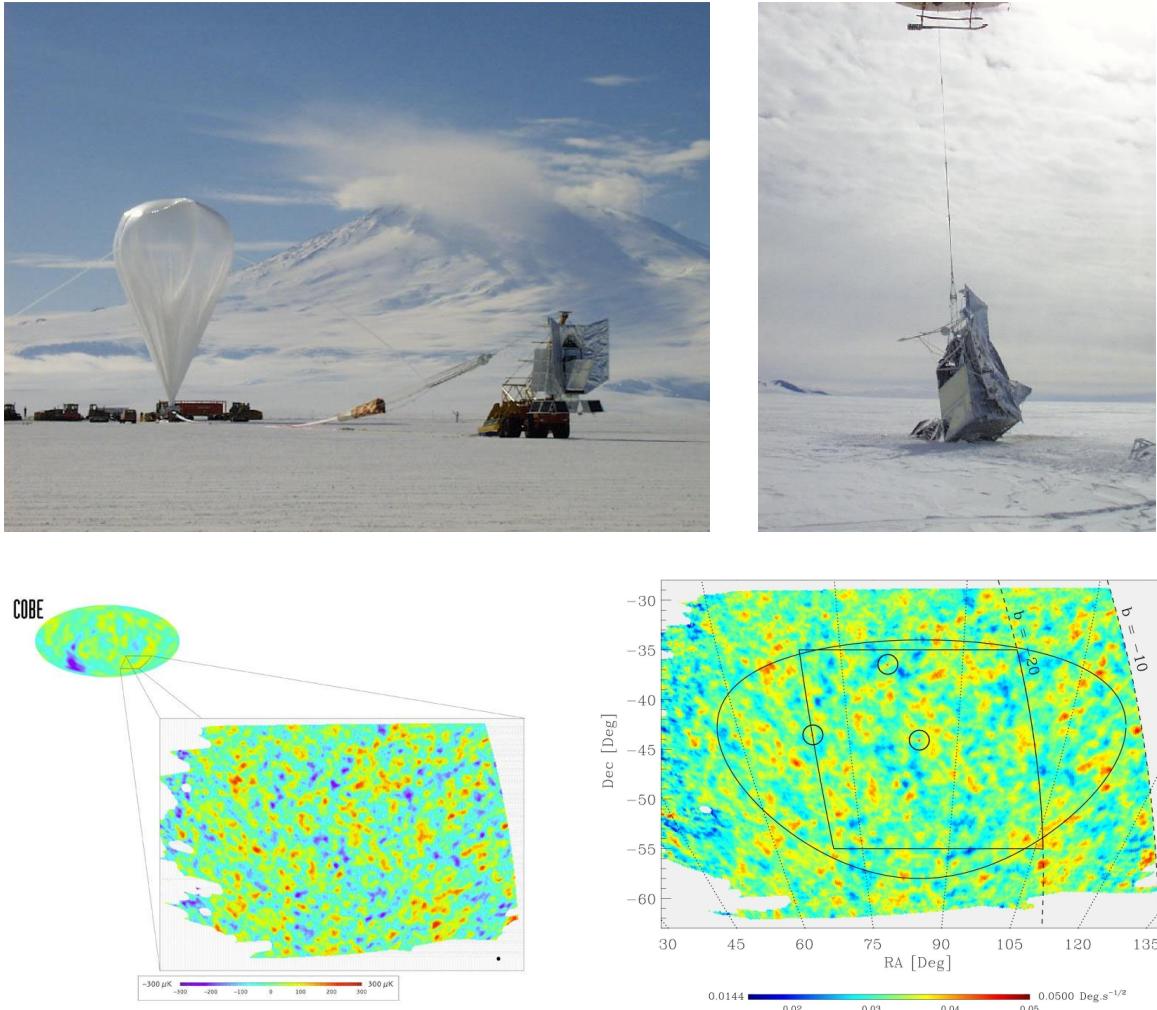


図 5.9: The BOOMERanG(Balloon Observation Of Millimetric Extragalactic Radiation ANd Geophysics) instrument consists of a 1.3-m off-axis telescope that feeds a bolometric array receiver. The receiver is housed inside a long duration liquid helium cryostat. A sorption pumped  $^3\text{He}$  refrigerator maintains the detectors at 280 mK. Observations are made in 4 spectral bands centered at 90, 150, 240, and 410 GHz (3mm, 2mm, 1.3mm, and 750  $\mu\text{m}$ ) with angular resolutions of 18', 10', 14', and 13' FWHM respectively. A test flight of the payload in a different configuration flew in a 6 hour engineering flight from Palestine, Texas in 1997, and the second flight flew in a 252 hour flight from McMurdo Station, Antarctica in 1998-1999. (<http://www.physics.ucsb.edu/~boomerang/>)

## MAXIMA

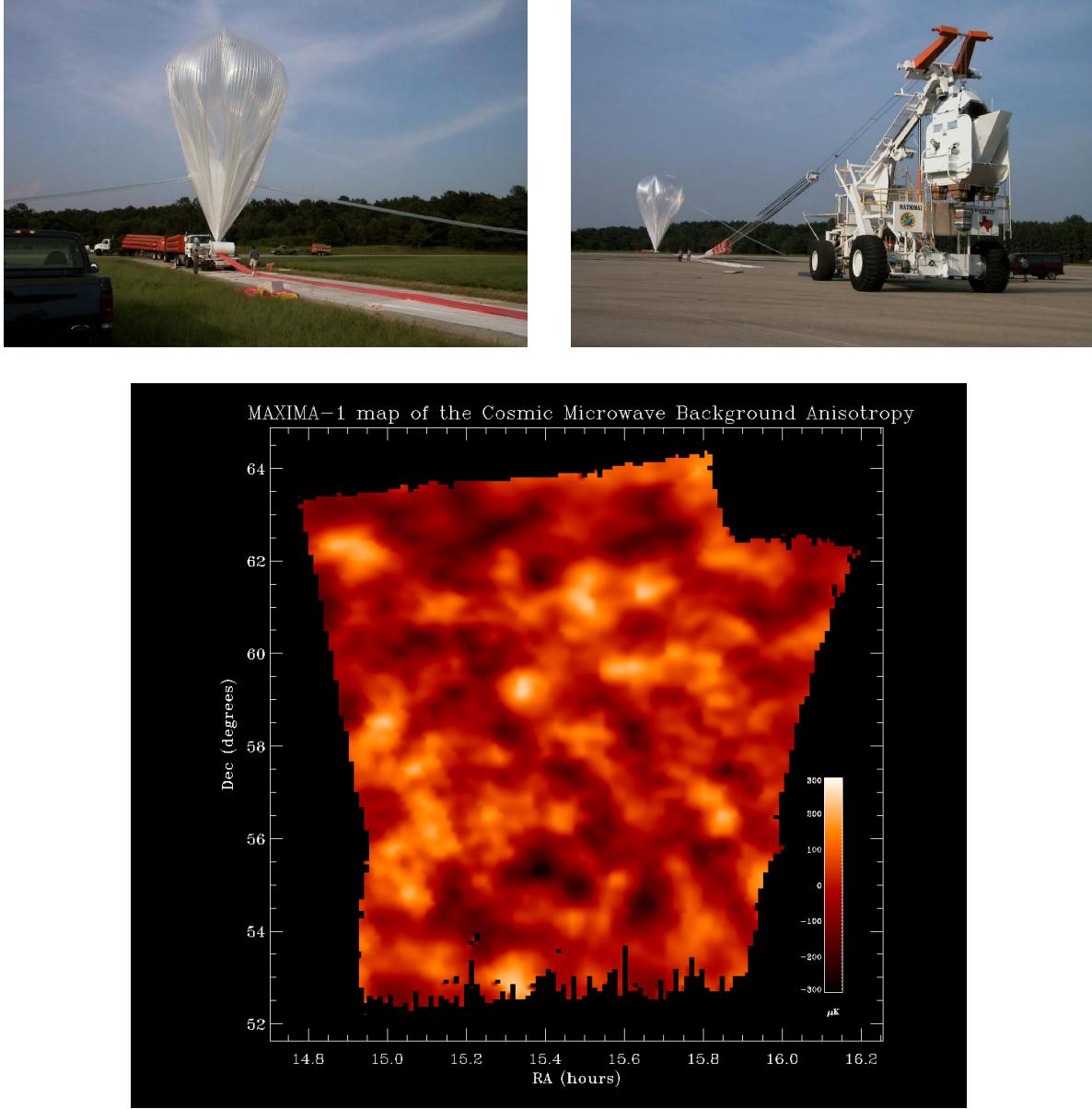


FIG 5.10: MAXIMA (Millimeter Anisotropy eXperiment Imaging Array) is a balloon-borne millimeter-wave telescope designed to measure the angular power spectrum of fluctuations in the CMB over a wide range of angular scales. MAXIMA is sensitive from 4 degrees to the telescope's beam size of  $10'$ , which is an ideal range for probing the acoustic peaks. This angular scale is significantly smaller than the one explored by COBE ( $> 7$  degrees). The MAXIMA receiver has a 16-pixel array of bolometers cooled to a temperature of 100 mK to achieve high sensitivity. During our first overnight flight (MAXIMA-1, 1998) we observed  $124 \text{ deg}^2$  of the sky which corresponds to  $> 4,500$  beam-size pixels, 6 times as many as the COBE-DMR satellite data set using the same pixelization scheme. Data from the second flight (MAXIMA-2, 1999) have nearly twice the area of sky coverage ( $230 \text{ deg}^2$ ) of the first flight. (<http://cosmology.berkeley.edu/group/cmb/>)

## DASI



図 5.11: DASI is a 13-element interferometer designed to measure anisotropy of the Cosmic Microwave Background (CMB) Radiation over a large range of scales with high sensitivity. The instrument uses cooled HEMT amplifiers running between 26-36GHz, in ten 1 GHz channels and operates from the NSF Amundsen-Scott South Pole station. (<http://astro.uchicago.edu/dasi/>)



CALIFORNIA INSTITUTE OF TECHNOLOGY

## Cosmic Background Imager

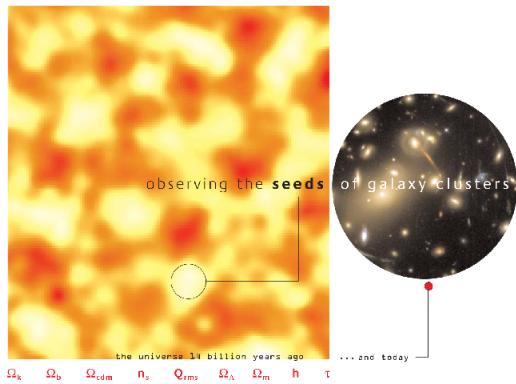


FIG. 5.12: The Cosmic Background Imager (CBI) is an instrument designed to make images of the cosmic microwave background radiation and to measure its statistical properties on angular scales from 5 arc minutes to one degree (spherical harmonic scales from  $l = 3000$  down to  $l = 300$ ). The CBI is a 13-element interferometer mounted on a 6 meter platform operating in ten 1-GHz frequency bands from 26 GHz to 36 GHz. The instantaneous field of view of the instrument is 44 arcmin and its resolution ranges from 4.5 to 10 arcmin. The spectral capabilities of the CBI can be used to look for and separate diffuse foreground synchrotron, free-free, and dust emission from the interstellar medium in our Galaxy. Unresolved extragalactic sources are measured with the 40 meter telescope at the Owens Valley Radio Observatory, and subtracted from the CBI images. The CBI is also a powerful instrument for observing the Sunyaev-Zel'dovich scattering of background radiation photons by the hot electrons in clusters of galaxies. Measurements of this effect can be used to study the properties of the hot cluster gas and the evolution of clusters, and to measure the Hubble constant directly. The CBI is located at an altitude of 5080 meters near San Pedro de Atacama, in northern Chile. A high, dry site is essential in order to reach the required sensitivity levels in a reasonable observing time. (<http://www.astro.caltech.edu/~tjp/CBI/>)

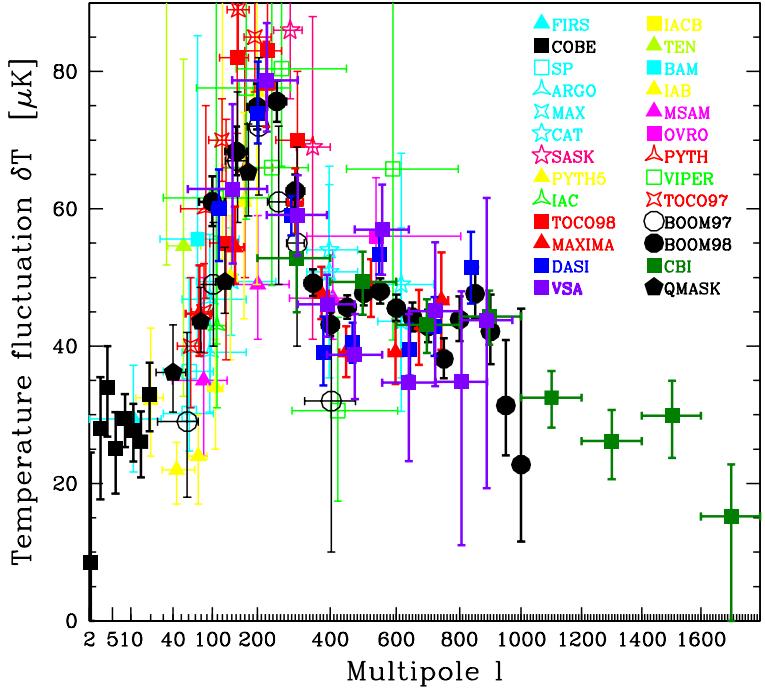


図 5.13: Max Tegmark による 2002 年 7 月時点での観測データのまとめ  
(<http://www.hep.upenn.edu/~max/cmb/experiments.html>)。

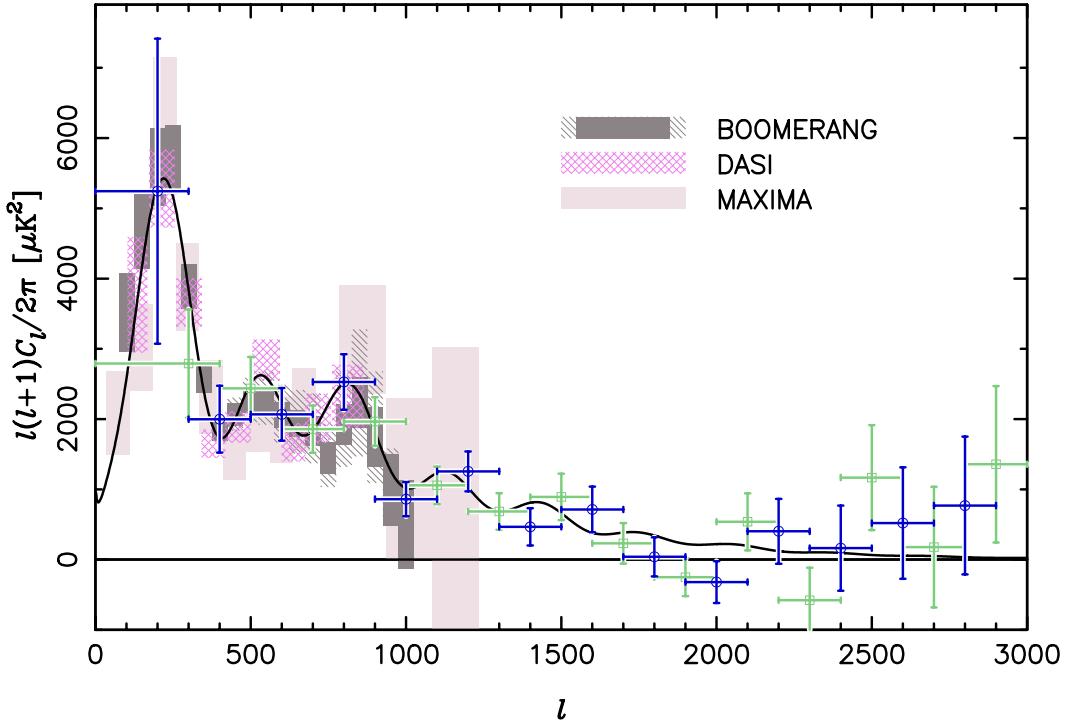


図 5.14: CBI、BOOMERANG、DASI および MAXIMA による観測された CMB 温度ゆらぎスペクトル (Sievers et al. astro-ph/0205387)。

表 5.1: CMB 温度ゆらぎから得られた宇宙論パラメータの制限  $\Omega_{tot} = \Omega_m + \Omega_\Lambda$ ,  $\Omega_m = \Omega_{cdm} + \Omega_b$ , the primordial power spectrum of density fluctuations  $\propto k^n$ , and  $\tau_c$  is the optical depth to Thomson scattering. (Sievers et al. astro-ph/0205387)。

### Prior Probabilities Used in Cosmological Parameter Extraction

- 1) “weak- $h$ ” prior:  $0.45 < h < 0.9$ ,  $t_0 > 10$  Gyr,  $\Omega_m > 0.1$ .
- 2) “flat” prior:  $\Omega_k \approx 0 + \text{weak-}h$
- 3) The “LSS” prior:  $\sigma_8 \Omega_m^{0.56}$  which is a Gaussian (first error) smeared by a uniform (top-hat) distribution (second error):  $0.47_{-0.02, -0.08}^{+0.02, +0.11}$ .  $\Gamma_{\text{eff}} = \Gamma + (n - 1)/2$  with  $\Gamma \approx \Omega_m h \exp[-\Omega_B(1 + \Omega_m^{-1}(2h)^{1/2})]$ , and  $\Gamma_{\text{eff}} = 0.21_{-0.03, -0.08}^{+0.03, +0.08}$ .
- 4) “HST- $h$ ” prior:  $h = 0.71 \pm 0.076$
- 5) “SN” prior: a constraint in the  $\Omega_m - \Omega_\Lambda$  plane from the SN Ia observations.

Priors	$\Omega_{tot}$	$n$	$\Omega_\Lambda$	$\Omega_m$	$\Omega_b$	$h$
wk- $h$	$1.05_{-0.05}^{+0.05}$	$1.02_{-0.07}^{+0.06}$	$0.54_{-0.13}^{+0.12}$	$0.52_{-0.15}^{+0.15}$	$0.080_{-0.023}^{+0.023}$	$0.55_{-0.09}^{+0.09}$
wk- $h$ +LSS	$1.03_{-0.04}^{+0.03}$	$1.00_{-0.06}^{+0.06}$	$0.61_{-0.10}^{+0.09}$	$0.42_{-0.12}^{+0.12}$	$0.067_{-0.018}^{+0.018}$	$0.60_{-0.09}^{+0.09}$
wk- $h$ +SN	$1.01_{-0.03}^{+0.04}$	$1.03_{-0.06}^{+0.06}$	$0.68_{-0.07}^{+0.05}$	$0.33_{-0.07}^{+0.07}$	$0.055_{-0.014}^{+0.014}$	$0.67_{-0.07}^{+0.07}$
wk- $h$ +LSS+SN	$1.00_{-0.02}^{+0.03}$	$1.03_{-0.06}^{+0.06}$	$0.69_{-0.06}^{+0.04}$	$0.32_{-0.06}^{+0.06}$	$0.052_{-0.011}^{+0.011}$	$0.68_{-0.06}^{+0.06}$
flat+wk- $h$	(1.00)	$0.99_{-0.06}^{+0.08}$	$0.64_{-0.38}^{+0.07}$	$0.44_{-0.20}^{+0.20}$	$0.058_{-0.015}^{+0.015}$	$0.63_{-0.09}^{+0.09}$
flat+wk- $h$ +LSS	(1.00)	$1.03_{-0.06}^{+0.06}$	$0.69_{-0.05}^{+0.04}$	$0.31_{-0.04}^{+0.04}$	$0.050_{-0.005}^{+0.005}$	$0.68_{-0.05}^{+0.05}$
flat+wk- $h$ +SN	(1.00)	$1.02_{-0.06}^{+0.06}$	$0.70_{-0.04}^{+0.03}$	$0.30_{-0.03}^{+0.03}$	$0.049_{-0.005}^{+0.005}$	$0.69_{-0.03}^{+0.03}$
flat+wk- $h$ +LSS+SN	(1.00)	$1.03_{-0.06}^{+0.05}$	$0.70_{-0.04}^{+0.03}$	$0.30_{-0.03}^{+0.03}$	$0.049_{-0.005}^{+0.005}$	$0.69_{-0.03}^{+0.03}$
flat+HST- $h$	(1.00)	$1.02_{-0.06}^{+0.06}$	$0.69_{-0.06}^{+0.03}$	$0.32_{-0.07}^{+0.07}$	$0.050_{-0.007}^{+0.007}$	$0.68_{-0.04}^{+0.04}$
flat+HST- $h$ +LSS	(1.00)	$1.03_{-0.06}^{+0.05}$	$0.69_{-0.04}^{+0.03}$	$0.30_{-0.03}^{+0.03}$	$0.050_{-0.005}^{+0.005}$	$0.69_{-0.03}^{+0.03}$
flat+HST- $h$ +SN	(1.00)	$1.03_{-0.06}^{+0.06}$	$0.70_{-0.03}^{+0.02}$	$0.30_{-0.02}^{+0.02}$	$0.049_{-0.005}^{+0.005}$	$0.69_{-0.02}^{+0.02}$
flat+HST- $h$ +LSS+SN	(1.00)	$1.04_{-0.06}^{+0.05}$	$0.70_{-0.03}^{+0.02}$	$0.30_{-0.02}^{+0.02}$	$0.049_{-0.004}^{+0.004}$	$0.69_{-0.02}^{+0.02}$

Priors	$\Omega_{tot}$	$n$	$\Omega_b h^2$	$\Omega_{cdm} h^2$	$\Omega_\Lambda$	$\Omega_m$	$\Omega_b$	$h$	Age	$\tau_c$
wk- $h$	$1.05_{-0.05}^{+0.05}$	$1.02_{-0.06}^{+0.06}$	$0.0230_{-0.003}^{+0.003}$	$0.130_{-0.03}^{+0.03}$	$0.54_{-0.12}^{+0.12}$	$0.52_{-0.15}^{+0.15}$	$0.080_{-0.023}^{+0.023}$	$0.55_{-0.09}^{+0.09}$	$15.0_{-1.1}^{+1.1}$	$0.16_{-0.18}^{+0.18}$
wk- $h$ +LSS	$1.03_{-0.04}^{+0.03}$	$1.00_{-0.06}^{+0.06}$	$0.0230_{-0.003}^{+0.003}$	$0.120_{-0.02}^{+0.02}$	$0.61_{-0.08}^{+0.08}$	$0.42_{-0.12}^{+0.12}$	$0.067_{-0.018}^{+0.018}$	$0.60_{-0.09}^{+0.09}$	$14.7_{-1.2}^{+1.2}$	$0.09_{-0.12}^{+0.12}$
wk- $h$ +SN	$1.01_{-0.03}^{+0.04}$	$1.03_{-0.06}^{+0.06}$	$0.0240_{-0.003}^{+0.003}$	$0.120_{-0.02}^{+0.02}$	$0.68_{-0.10}^{+0.09}$	$0.33_{-0.07}^{+0.07}$	$0.055_{-0.014}^{+0.014}$	$0.67_{-0.07}^{+0.07}$	$13.9_{-1.6}^{+1.6}$	$0.14_{-0.17}^{+0.17}$
wk- $h$ +LSS+SN	$1.00_{-0.02}^{+0.03}$	$1.03_{-0.06}^{+0.06}$	$0.0240_{-0.003}^{+0.003}$	$0.120_{-0.02}^{+0.02}$	$0.69_{-0.08}^{+0.07}$	$0.32_{-0.06}^{+0.06}$	$0.052_{-0.011}^{+0.011}$	$0.68_{-0.06}^{+0.06}$	$13.8_{-0.8}^{+0.8}$	$0.13_{-0.19}^{+0.19}$
flat+wk- $h$	(1.00)	$0.99_{-0.06}^{+0.08}$	$0.0230_{-0.003}^{+0.003}$	$0.140_{-0.03}^{+0.03}$	$0.64_{-0.07}^{+0.07}$	$0.44_{-0.20}^{+0.20}$	$0.058_{-0.015}^{+0.015}$	$0.63_{-0.09}^{+0.09}$	$13.8_{-0.9}^{+0.9}$	$0.09_{-0.14}^{+0.14}$
flat+wk- $h$ +LSS	(1.00)	$1.03_{-0.06}^{+0.06}$	$0.0230_{-0.003}^{+0.003}$	$0.120_{-0.02}^{+0.02}$	$0.69_{-0.04}^{+0.04}$	$0.31_{-0.04}^{+0.04}$	$0.050_{-0.005}^{+0.005}$	$0.68_{-0.05}^{+0.05}$	$13.7_{-0.5}^{+0.5}$	$0.12_{-0.14}^{+0.14}$
flat+wk- $h$ +SN	(1.00)	$1.02_{-0.06}^{+0.06}$	$0.0230_{-0.003}^{+0.003}$	$0.120_{-0.02}^{+0.02}$	$0.70_{-0.03}^{+0.03}$	$0.30_{-0.03}^{+0.03}$	$0.049_{-0.005}^{+0.005}$	$0.69_{-0.03}^{+0.03}$	$13.7_{-0.3}^{+0.3}$	$0.12_{-0.19}^{+0.19}$
flat+wk- $h$ +LSS+SN	(1.00)	$1.03_{-0.06}^{+0.06}$	$0.0240_{-0.003}^{+0.003}$	$0.120_{-0.02}^{+0.02}$	$0.70_{-0.03}^{+0.03}$	$0.30_{-0.03}^{+0.03}$	$0.049_{-0.005}^{+0.005}$	$0.69_{-0.03}^{+0.03}$	$13.6_{-0.3}^{+0.3}$	$0.13_{-0.19}^{+0.19}$
flat+HST- $h$	(1.00)	$1.02_{-0.06}^{+0.06}$	$0.0230_{-0.003}^{+0.003}$	$0.130_{-0.02}^{+0.02}$	$0.69_{-0.04}^{+0.04}$	$0.32_{-0.07}^{+0.07}$	$0.050_{-0.007}^{+0.007}$	$0.68_{-0.04}^{+0.04}$	$13.7_{-0.3}^{+0.3}$	$0.12_{-0.19}^{+0.19}$
flat+HST- $h$ +LSS	(1.00)	$1.03_{-0.06}^{+0.06}$	$0.0240_{-0.003}^{+0.003}$	$0.120_{-0.02}^{+0.02}$	$0.69_{-0.04}^{+0.04}$	$0.30_{-0.07}^{+0.07}$	$0.050_{-0.005}^{+0.005}$	$0.69_{-0.04}^{+0.04}$	$13.7_{-0.3}^{+0.3}$	$0.13_{-0.19}^{+0.19}$
flat+HST- $h$ +SN	(1.00)	$1.03_{-0.06}^{+0.06}$	$0.0230_{-0.003}^{+0.003}$	$0.120_{-0.02}^{+0.02}$	$0.70_{-0.03}^{+0.03}$	$0.30_{-0.03}^{+0.03}$	$0.049_{-0.005}^{+0.005}$	$0.69_{-0.03}^{+0.03}$	$13.6_{-0.2}^{+0.2}$	$0.12_{-0.19}^{+0.19}$
flat+HST- $h$ +LSS+SN	(1.00)	$1.04_{-0.06}^{+0.05}$	$0.0240_{-0.003}^{+0.003}$	$0.120_{-0.01}^{+0.01}$	$0.70_{-0.03}^{+0.03}$	$0.30_{-0.02}^{+0.02}$	$0.049_{-0.004}^{+0.004}$	$0.69_{-0.02}^{+0.02}$	$13.6_{-0.2}^{+0.2}$	$0.13_{-0.19}^{+0.19}$

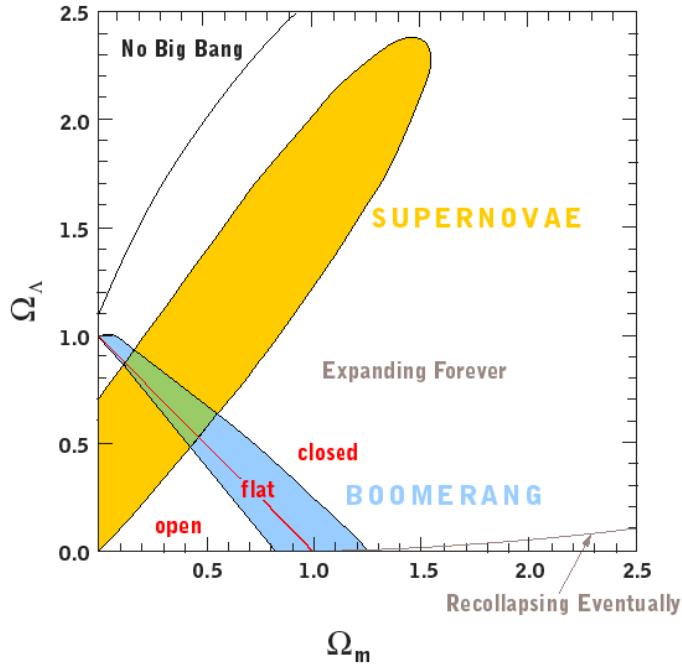


図 5.15: Ia 型超新星の観測と、BOOMERANG によるマイクロ波背景輻射の温度ゆらぎの観測データから導かれる  $(\Omega_m, \Omega_\Lambda)$  への制限。(P. de Bernardis et al. Nature 404, 2000 955)

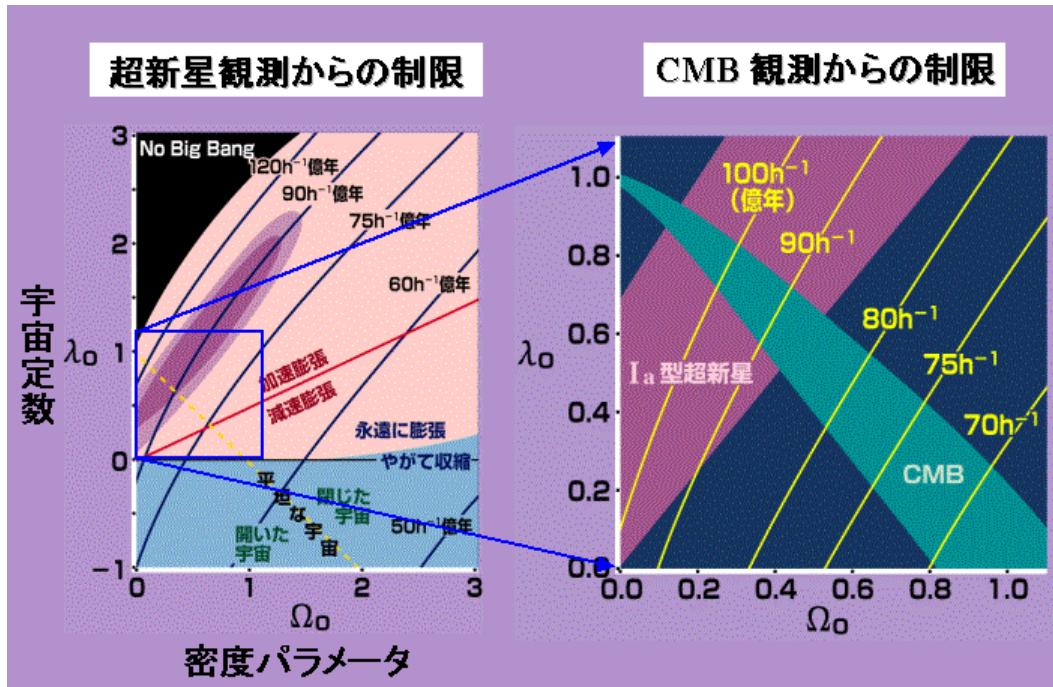


図 5.16: 超新星の光度赤方偏移関係から得られた  $\Omega_m$  と  $\Omega_\Lambda$  への制限.  $\Omega_m + \Omega_\Lambda > 1$  が、閉じた空間,  $\Omega_m + \Omega_\Lambda < 1$  が、開いた空間をもつ宇宙に対応し、その境である  $\Omega_m + \Omega_\Lambda = 1$  は平坦な宇宙と呼ばれる.  $\Omega_\Lambda > (<) \Omega_m / 2$  は、現在の宇宙 ( $z = 0$ ) が加速 (減速) 膨張している条件に対応する. 左図で右上に伸びた領域が、超新星観測から示唆される. この図の中心部を拡大して、CMB 観測からの制限を組み合わせたものが右図であり、 $\Omega_m \sim 0.3$  かつ  $\Omega_\Lambda \sim 0.7$  付近が超新星と CMB の結果を同時に説明できることがわかる。



図 5.17: デルタ II ロケットによる MAP の打ち上げ (<http://map.gsfc.nasa.gov/>)

表 5.2: MAP の仕様

周波数 [GHz]	22	30	40	60	90
波長 [mm]	13.6	10.0	7.5	5.0	3.3
チャンネル数	4	4	8	8	16
角度分解能 [度] (FWHM)	0.93	0.68	0.53	0.35	< 0.23
感度 [ $\mu\text{K}$ ] (for $0.3^\circ \times 0.3^\circ$ pixel)	35	35	35	35	35

Thermal	Passive radiative cooling to < 95 K
Focal plane	$3.5^\circ \times 3.5^\circ$ field of view
Pointing accuracy	0.6 °control (elevation)
Lifetime	27 months
fuel limit	> 3 years
Mass	830 kg

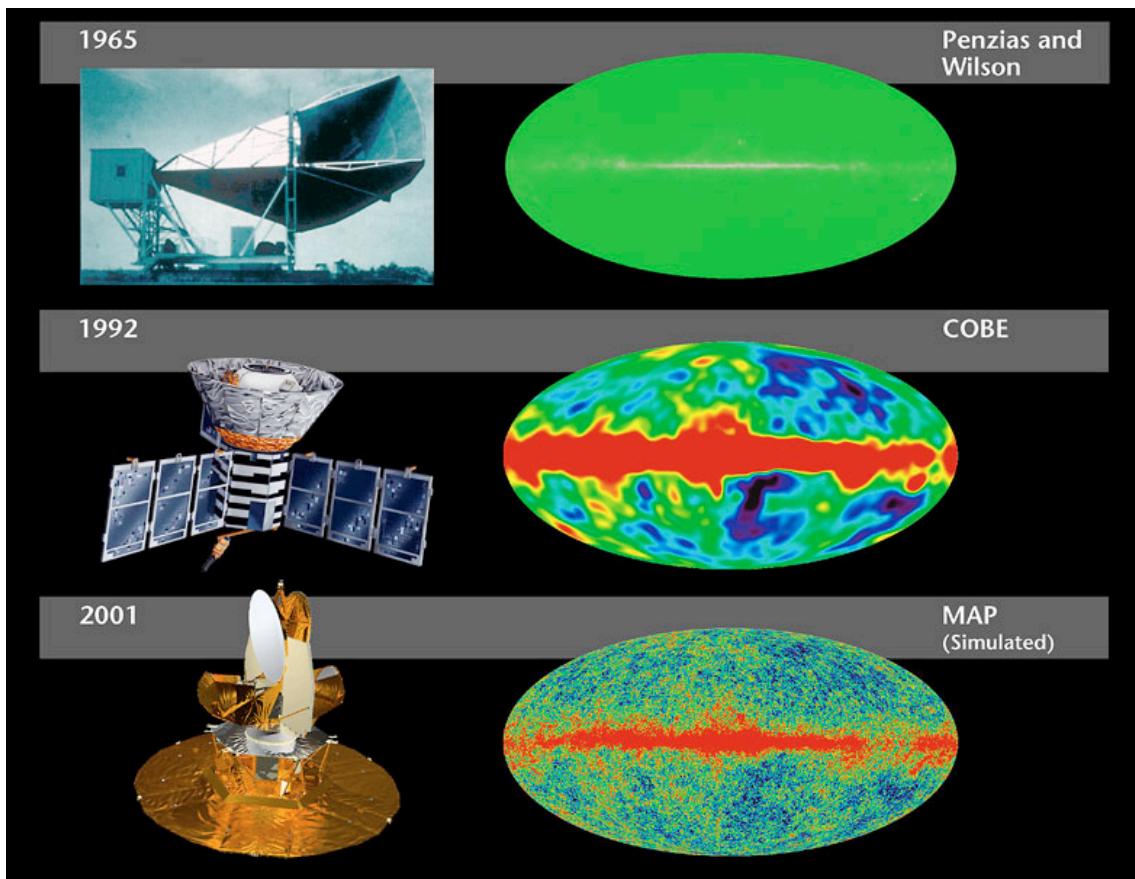


図 5.18: CMB 全天温度地図の感度と角度分解能の比較マップ (<http://map.gsfc.nasa.gov/>).

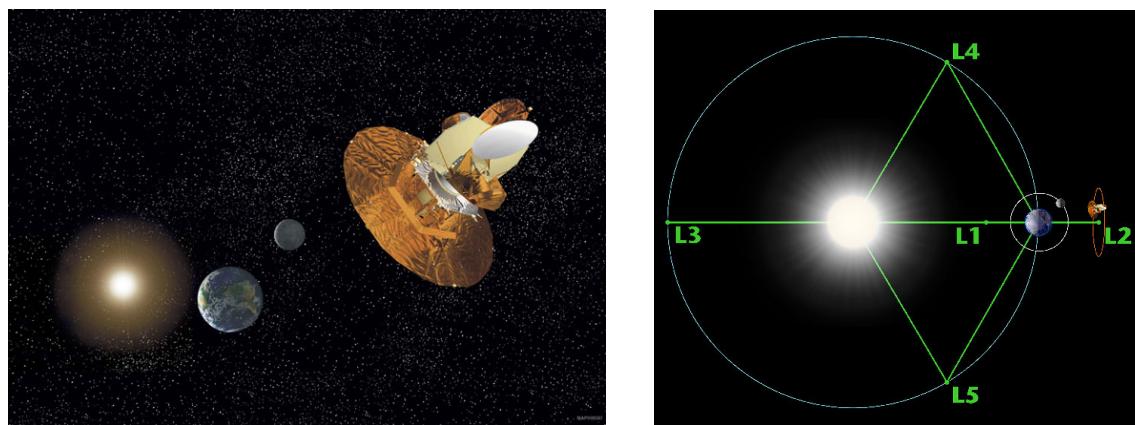


図 5.19: MAP 衛星軌道想像図 (<http://map.gsfc.nasa.gov/>).

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。

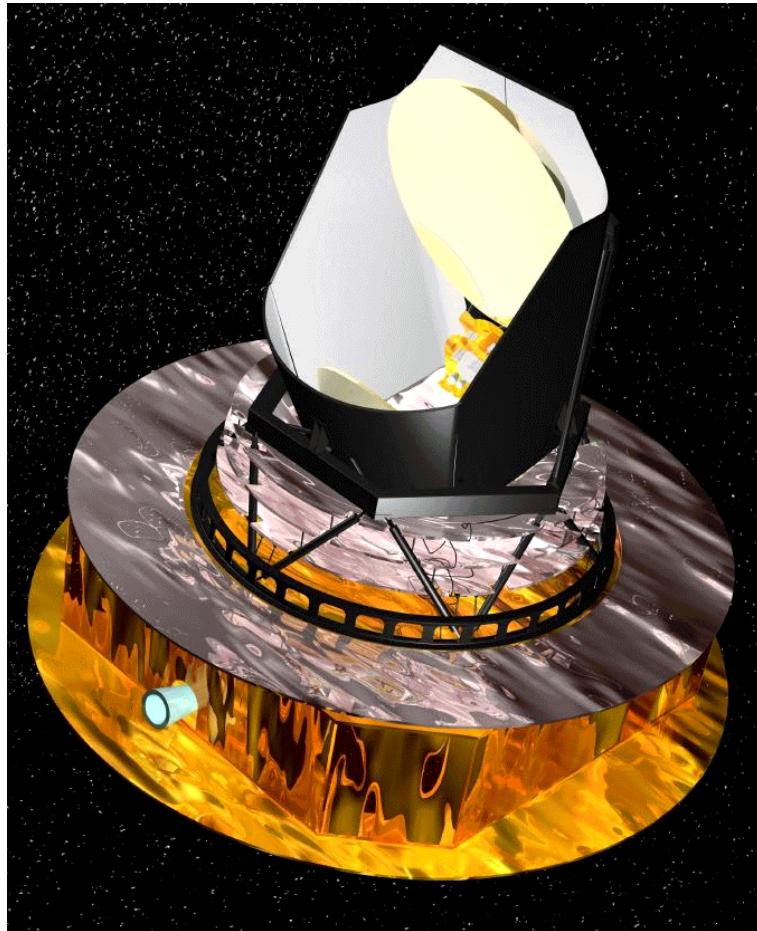


図 5.20: PLANCK 衛星。(<http://astro.estec.esa.nl/SA-general/Projects/Planck>)

Detector	HEMT arrays				Bolometer arrays					
Temperature	$\sim 20\text{K}$				0.1K					
$\nu(\text{GHz})$	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

# 第6章 銀河団と密度ゆらぎの振幅

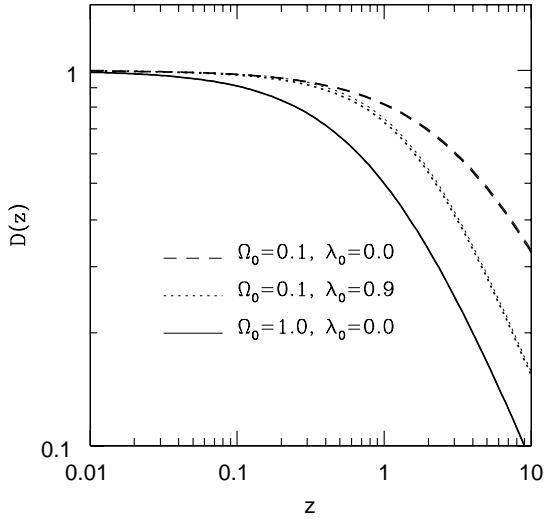


図 6.1: 線形理論による揺らぎの成長率。太線が(??)式を数値計算したもので、細線が(??)式であるがほとんど区別できない程度の良い近似式となっている。

- Einstein – de Sitter モデル ( $\Omega_0 = 1, \lambda_0 = 0$ )

$$\Delta_c = 18\pi^2 \simeq 178, \quad (6.0.1)$$

$$\delta_c = \frac{3(12\pi)^{2/3}}{20} \simeq 1.69, \quad (6.0.2)$$

- 宇宙項のない開いたモデル ( $\Omega_0 < 1, \lambda_0 = 0$ )

$$\Delta_c = 4\pi^2 \frac{(\cosh \eta_{\text{vir}} - 1)^3}{(\sinh \eta_{\text{vir}} - \eta_{\text{vir}})^2}, \quad (6.0.3)$$

$$\delta_c = \frac{3}{2} \left[ \frac{3 \sinh \eta_{\text{vir}} (\sinh \eta_{\text{vir}} - \eta_{\text{vir}})}{(\cosh \eta_{\text{vir}} - 1)^2} - 2 \right] \left[ 1 + \left( \frac{2\pi}{\sinh \eta_{\text{vir}} - \eta_{\text{vir}}} \right)^{2/3} \right], \quad (6.0.4)$$

- 正の宇宙項を持つ平坦なモデル ( $\Omega_0 < 1, \lambda_0 = 1 - \Omega_0$ )

$$\begin{aligned} \Delta_c &= \left( \frac{r_{\text{ta}}}{r_{\text{vir}}} \right)^3 \frac{2w_{\text{vir}}}{\chi}, \\ &\simeq 18\pi^2 (1 + 0.4093 w_{\text{vir}}^{0.9052}), \end{aligned}$$

$$\begin{aligned}
\delta_c &= \frac{3}{5} F\left(\frac{1}{3}, 1, \frac{11}{6}; -w_{\text{vir}}\right) \left(\frac{2w_{\text{vir}}}{\chi}\right)^{1/3} \left(1 + \frac{\chi}{2}\right), \\
&\simeq \frac{3(12\pi)^{2/3}}{20} (1 + 0.0123 \log_{10} \Omega_{\text{vir}}).
\end{aligned} \tag{6.0.5}$$

ここで、 $\eta_{\text{vir}} \equiv \cosh^{-1}(2/\Omega_{\text{vir}} - 1)$ ,  $w_{\text{vir}} \equiv 1/\Omega_{\text{vir}} - 1$ ,  $\chi \equiv \lambda_0 H_0^2 r_{\text{ta}}^3 / (GM)$ ,  $F$  は (2,1) 型の超幾何関数,  $\Omega_{\text{vir}}$  は  $t_c$  での密度パラメータである。図 6.2 に  $\Delta_c$  と  $\delta_c$  を  $\Omega_{\text{vir}}$  の関数として示す。

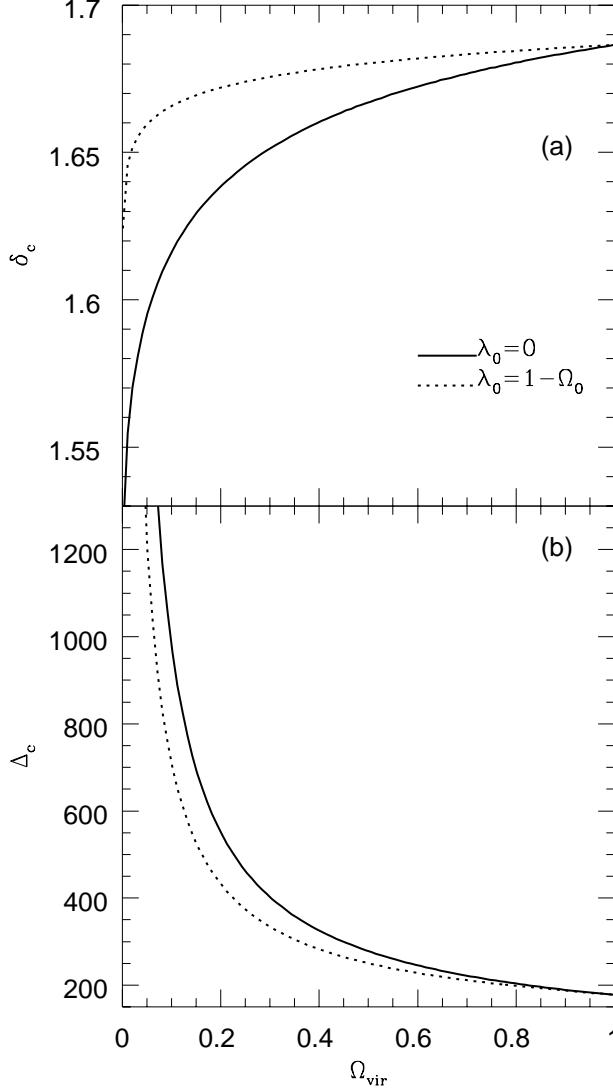


図 6.2:  $\delta_c$  と  $\Delta_c$ 。実線が開いた宇宙モデル ( $\lambda_0 = 0$ )、点線は平坦な宇宙モデル ( $\lambda_0 = 1 - \Omega_0$ ) の場合である。

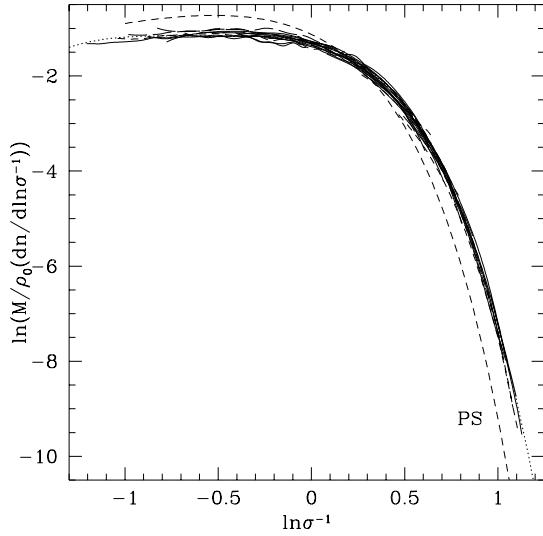


図 6.3: Press-Schechter 質量関数と数値シミュレーションとの比較 (Jenkins et al. MNRAS 321, 2001, 372)。

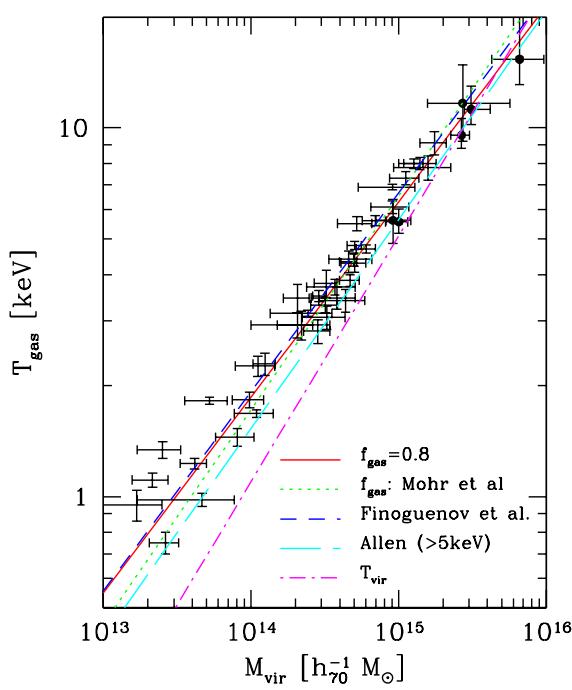


図 6.4: 銀河団の質量温度関係。

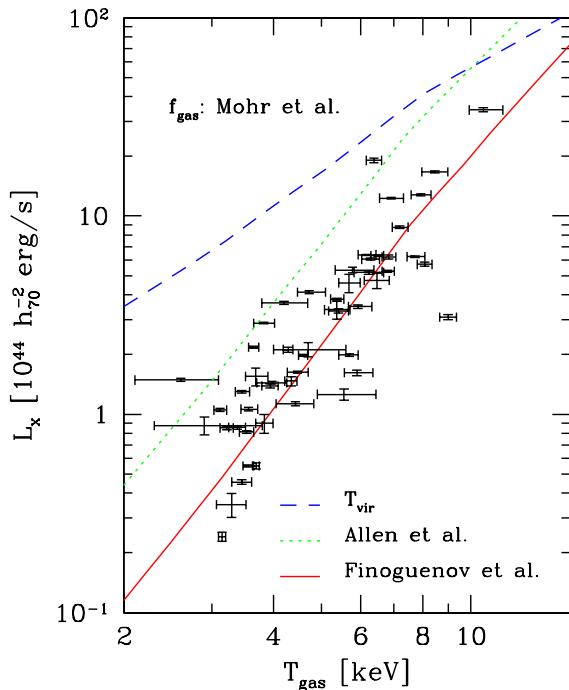


図 6.5: 銀河団の温度光度関係。

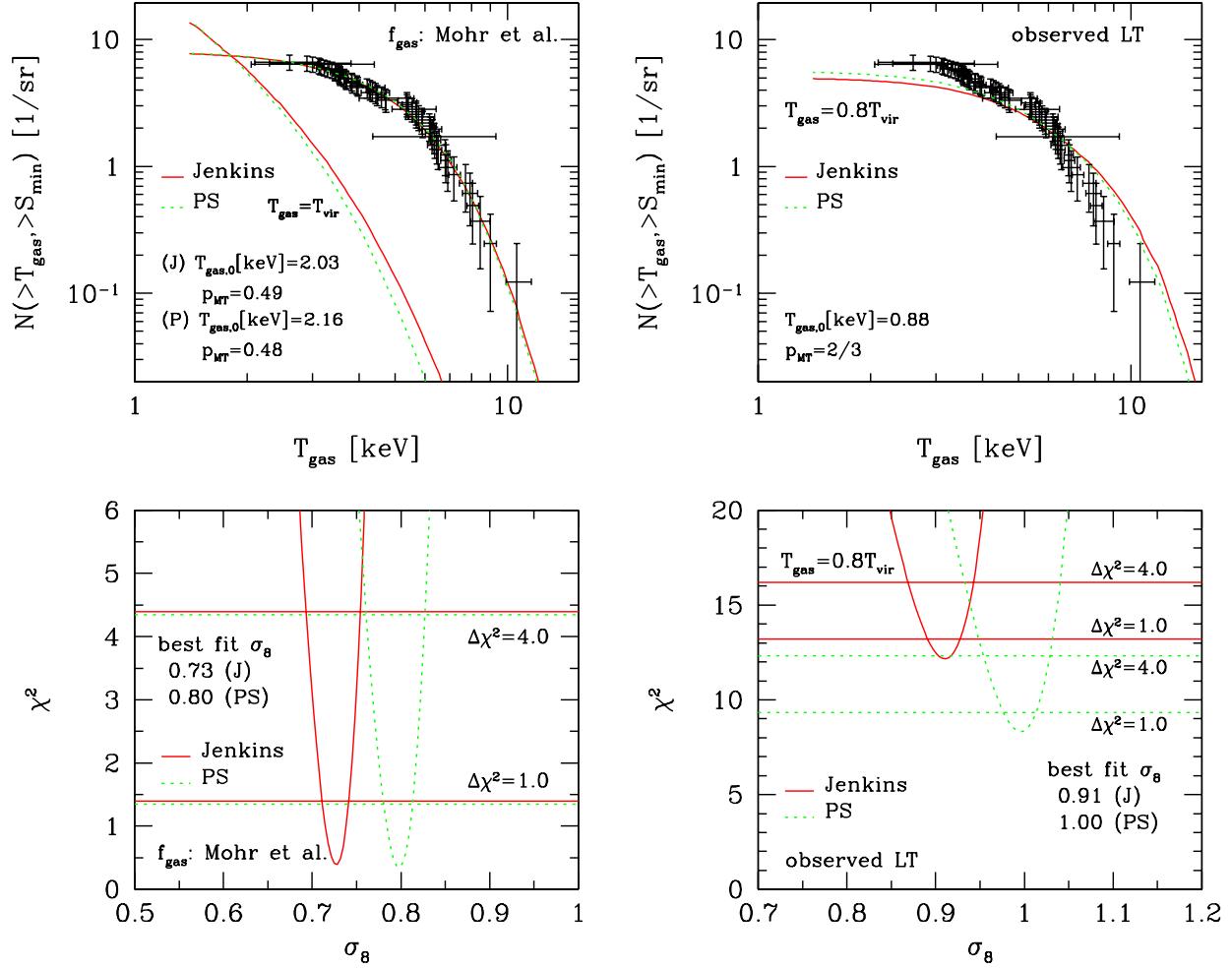


図 6.6: X 線銀河団の温度関数から決めた  $\sigma_8$ 。Shimizu, Kitayama, Sasaki & Suto, ApJ (2003)

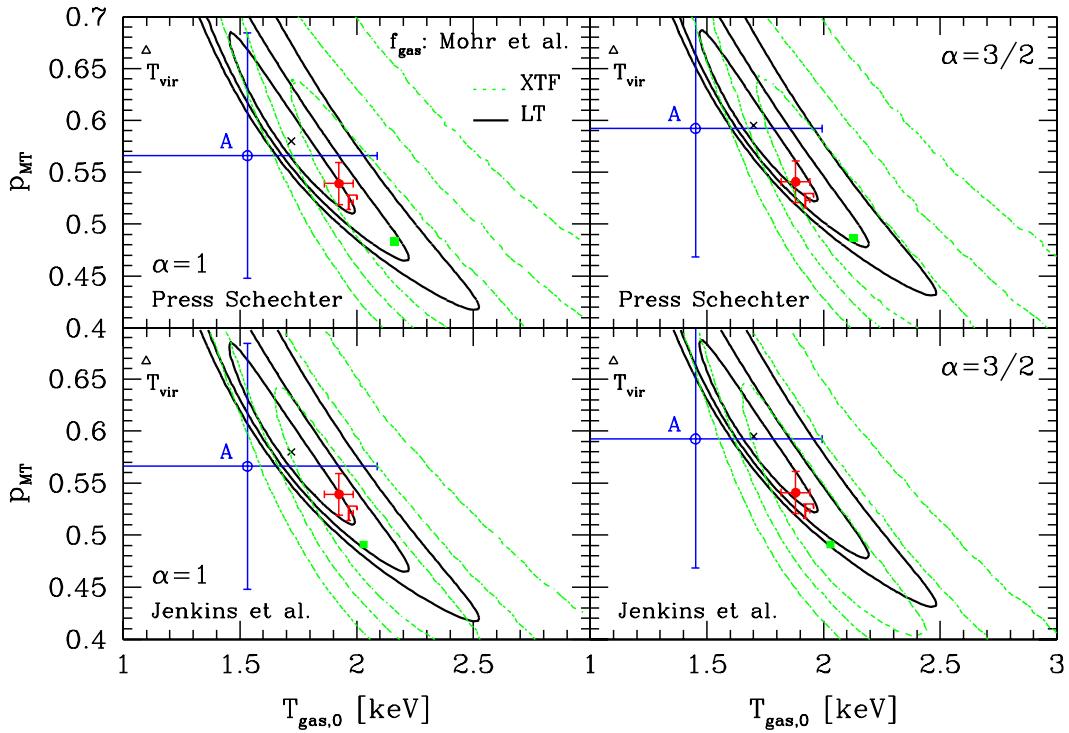


図 6.7: 銀河団の質量温度関係への制限。Shimizu, Kitayama, Sasaki & Suto, ApJ (2003)

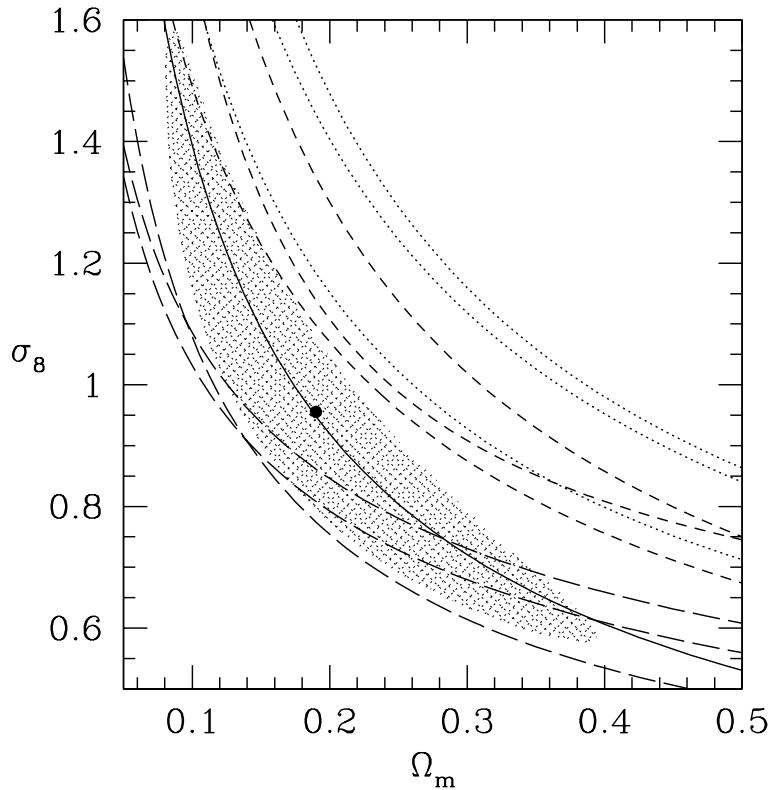


図 6.8: SDSS 銀河団の質量関数から求めた  $\Omega_0 - \sigma_8$  関係。Bahcall et al. (astro-ph/0205490)

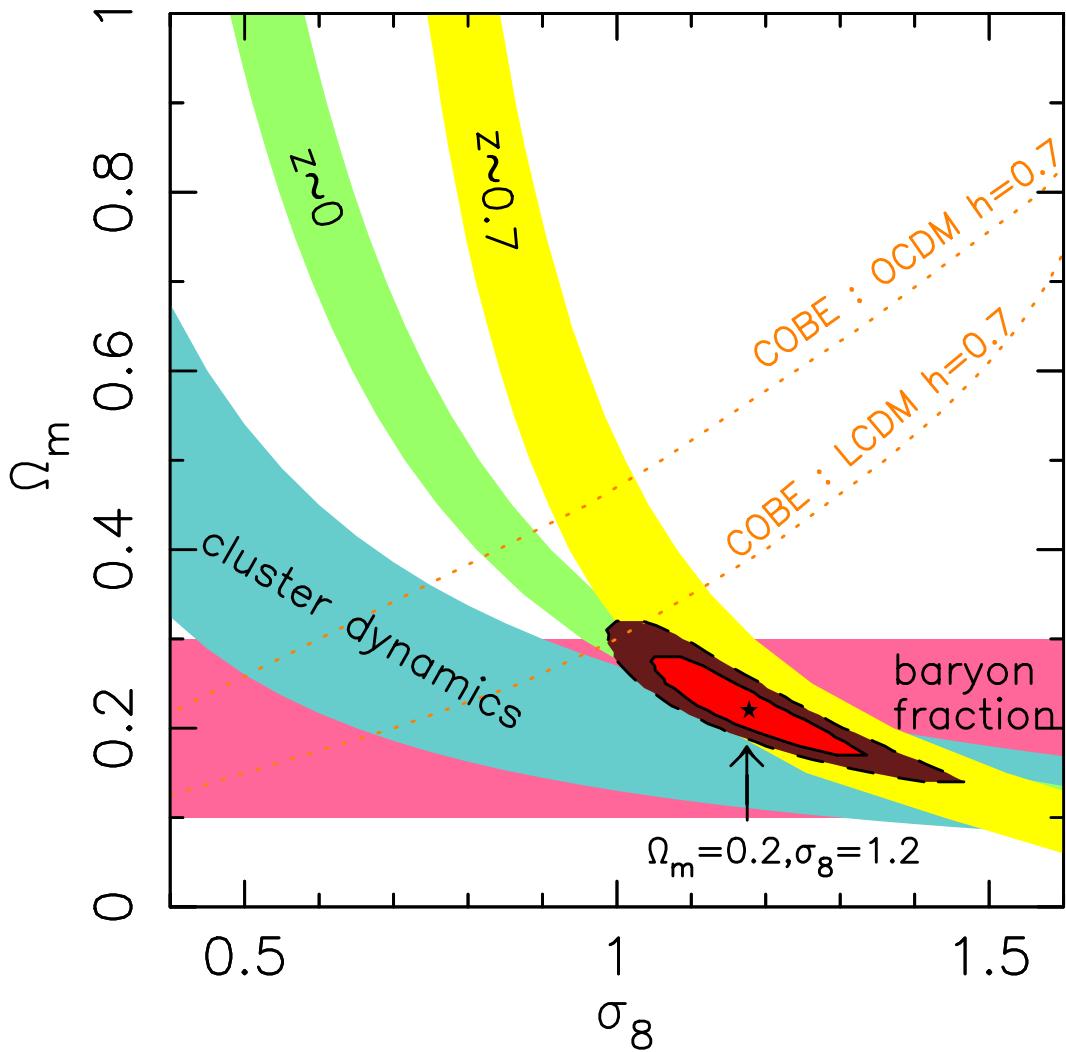


図 6.9: 銀河団の統計から求めた  $\Omega_0 - \sigma_8$  関係。Constraining the mass-density parameter,  $\Omega_m$ , and the mass fluctuations on  $8h^{-1}$  Mpc scale,  $\sigma_8$ , from several independent observations of clusters: cluster dynamics; baryon fraction in clusters; present-day cluster abundance ( $z \sim 0$ ); and cluster abundance at redshift  $z \sim 0.7$ . (The latter two abundances yield the cluster evolution constraints shown in Figure 2; see text). All these model-independent observations converge at the allowed range of  $\Omega_m = 0.2 \pm 0.1$  and  $\sigma_8 = 1.2 \pm 0.2$  ( 68% confidence level). The dotted lines illustrate the mean microwave fluctuations constraints, based on the COBE satellite results, for a Cold-Dark-Matter model with  $h = 0.7$  (with and without a cosmological constant, denoted as LCDM and OCDM respectively. Both models are consistent, within their uncertainties, with the best-fit  $\Omega_m - \sigma_8$  regime of the cluster observations). Bahcall, Physica Scripta (1999)

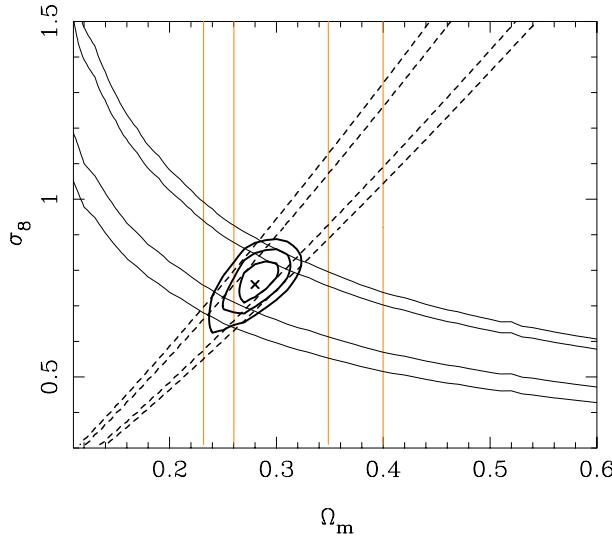


図 6.10: 重力レンズサーベイから求めた  $\Omega_0 - \sigma_8$  関係。The likelihood surface of  $\sigma_8$  and  $\Omega_m$  from combining the COMBO-17 dataset with the 2dFGRS and the latest CMB constraints. The dark thin solid contours are the constraints obtained from the shear power spectrum. The lighter vertical contours are the constraints on  $\Omega_m$  obtained from the 2dFGRS. The dashed set of contours are the constraints from a compilation of six CMB experiments. The dark heavy contours are the 1,2 and  $3\sigma$  combined constraints from the three methods. Brown et al. (astro-ph/0210213)

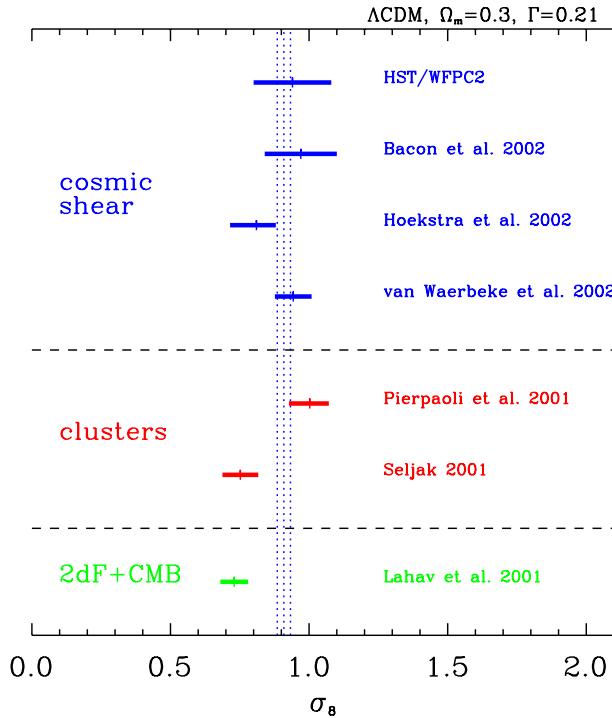


図 6.11: 種々の方法論による  $\sigma_8$  の値の比較。Refregier et al. ApJ, 572(2002)

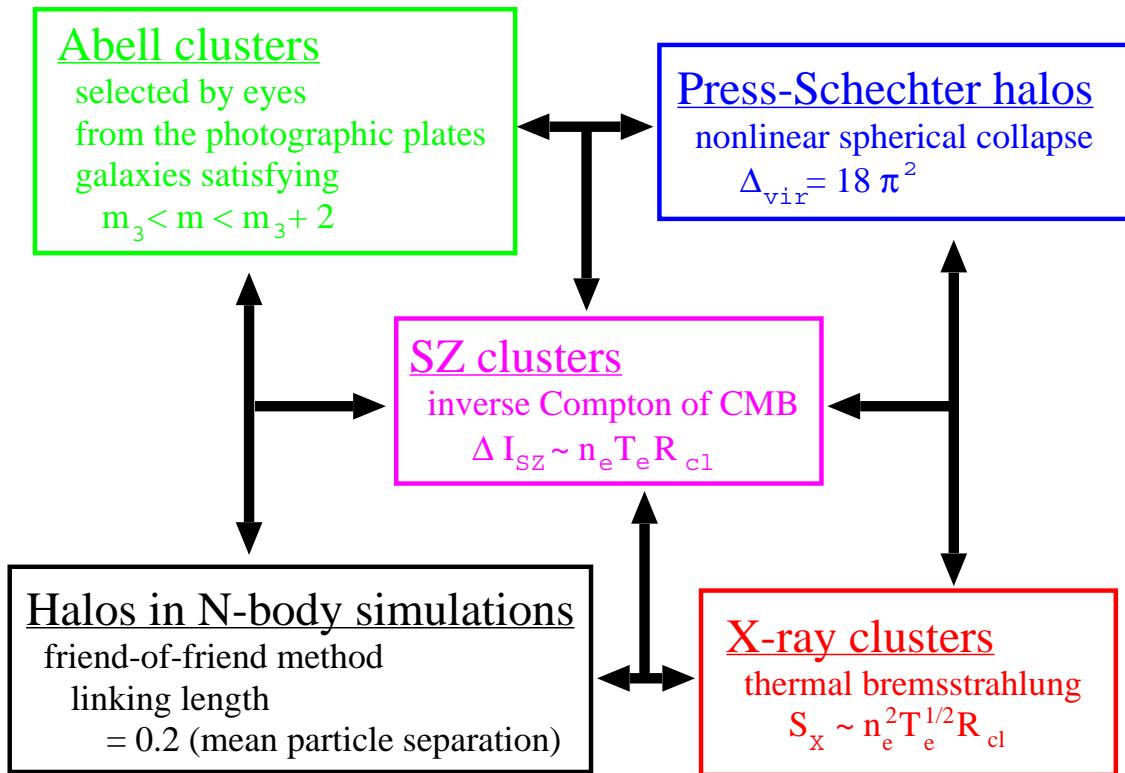


図 6.12: ダークハローと銀河団の定義の違い。

# 第7章 21世紀の宇宙論：太陽系外惑星探査

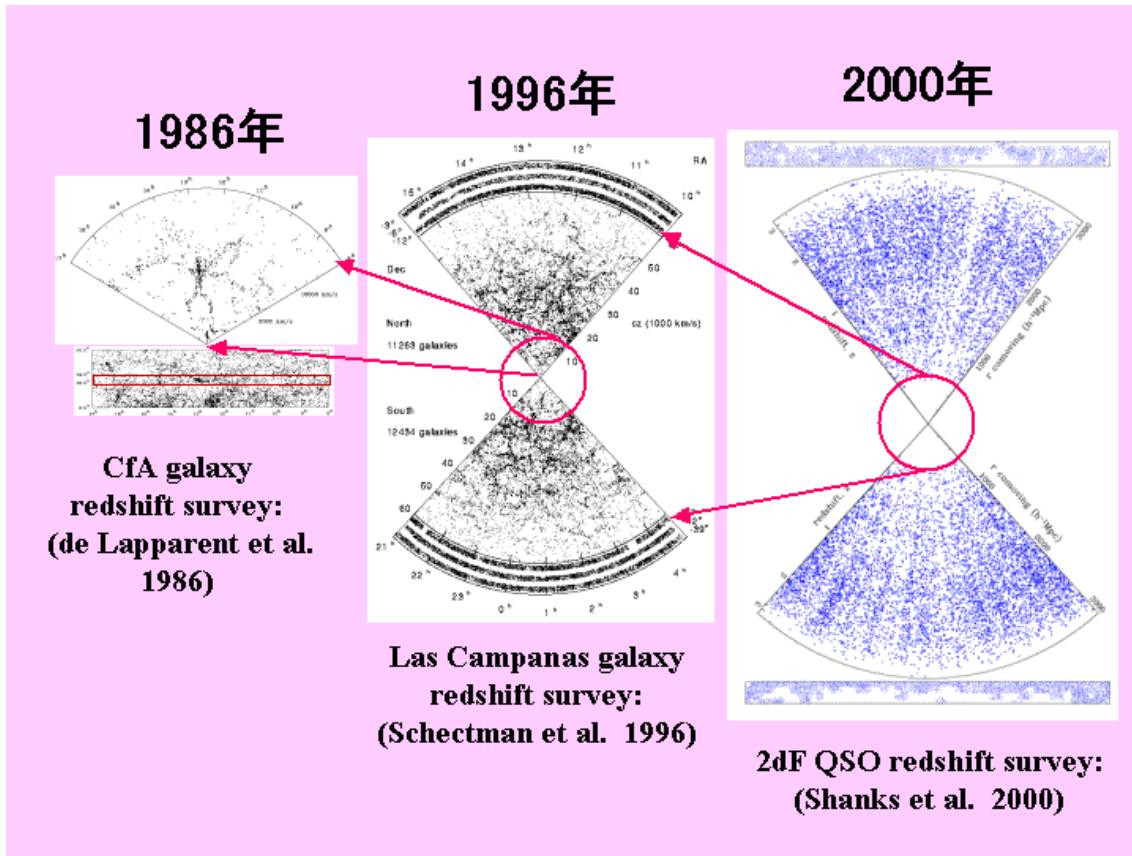


図 7.1: 宇宙の大構造観測データの進展。扇状の図は、中心が我々の位置で、銀河を示す各点と中心との距離が、それぞれの銀河までの距離に対応する“地図”である。いうまでもないが、遠方で銀河の個数密度が小さく見えるのは、見かけの明るさがある大きさ以上の銀河を選んでいることによる見かけ上の効果。CfA(Center for Astrophysics)銀河赤方偏移サーベイはこの中心部分の構造を「宇宙のグレートウォール」と名付けた。ラスカンパナス赤方偏移サーベイは1988年から1994年にかけて北天、南天それぞれに3つずつ $1.5^\circ \times 80^\circ$ の領域の上下に3つずつある帯状の領域が天球上の射影(?)を選び、その中の銀河総計26418個の赤方偏移を観測した。CfAサーベイの観測領域の大きさはこの中心の円程度である。さらに、2dF ケーサー赤方偏移サーベイは、まさに宇宙の果てまで見通しつつある。その中心の円がラスカンパナスサーベイの観測領域の大きさに対応する。

表 7.1: *Expanding the expanding universe.*

0-th order	一様等方宇宙モデル (宇宙論パラメータ, $\Omega_m$ , $\lambda_0$ , $h$ の理解)
1st order	密度揺らぎの線形摂動論 (宇宙の大構造, マイクロ波背景輻射)
2nd order	非線型重力進化 (ダークマターの構造形成)
3rd order	バリオンガスの進化 (第一世代天体と元素の起源)
4th order	銀河, 星, 惑星の形成と進化 (光り輝く銀河宇宙の誕生)
$L$ -th order	...
$L$ -th order	生物を誕生させ得る惑星系の誕生 (宇宙論的生物発生学)
$M$ -th order	...
$M$ -th order	知的生命体への進化 (宇宙論的生物進化学)
$N$ -th order	...
$N$ -th order	文化・文明・宗教の形成と進化 (宇宙論的生物社会学)
$\infty$	...
$\infty$	宇宙の終焉

表 7.2: 太陽系 9 惑星の軌道

惑星名	$a$ [AU]	$m$ [ $M_\odot$ ]	$R$ [km]	$e$	$T$ [年]
水星 (Mercury)	0.39	$1.7 \times 10^{-7}$	2440	0.21	0.24
金星 (Venus)	0.72	$2.4 \times 10^{-6}$	6052	0.007	0.62
地球 (Earth)	1.00	$3.0 \times 10^{-6}$	6378	0.02	1.00
火星 (Mars)	1.52	$3.2 \times 10^{-7}$	3397	0.09	1.88
木星 (Jupiter)	5.20	$9.5 \times 10^{-4}$	71492	0.05	11.86
土星 (Saturn)	9.55	$2.9 \times 10^{-4}$	60268	0.06	29.46
天王星 (Uranus)	19.22	$4.4 \times 10^{-5}$	25559	0.05	84.02
海王星 (Neptune)	30.11	$5.2 \times 10^{-5}$	24764	0.009	164.77
冥王星 (Pluto)	39.54	$7.4 \times 10^{-9}$	1137	0.25	267.80
太陽 (Sun)	—	$1.989 \times 10^{33}$ [g]	696000	—	—

表 7.3: 系外惑星探査の年表。

1992	電波パルサー PSR 1257-12 の回りの惑星系の発見 (Wolszczan & Frail 1992)
1995	主系列星 51 Pegasi の回りの惑星の発見 (Mayor & Queloz 1995)
1999	主系列星 $\nu$ And の回りの惑星系 (3つ) の発見 (Butler et al. 1999)
2000	主系列星 HD209458 を回る惑星の食を発見 (Charbonneau et al. 2000; Henry et al. 2000)
2002	HD209458b の惑星大気にナトリウムを発見 (Charbonneau et al. 2002)
2002	11月の段階で 87 の系外惑星系が確認されている。うち、11つが複数の惑星をもち、 系外惑星の総数は 101 個。 <a href="http://www.obspm.fr/encycl/catalog.html">http://www.obspm.fr/encycl/catalog.html</a>

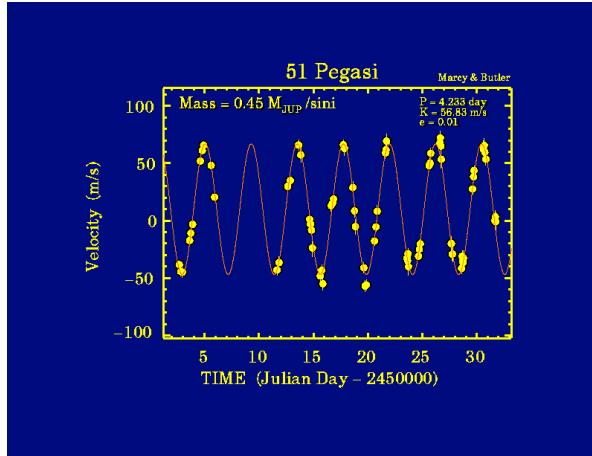


図 7.2: 主系列星として初めて惑星を持つことが発見された 51Peg の速度変動。  
(<http://exoplanets.org/> より)

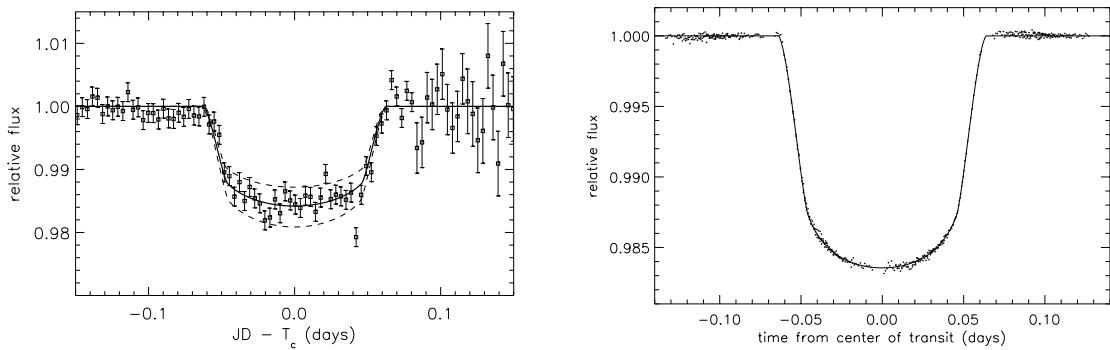


図 7.3: HD209458b が主星の前を横切る際の光度変化. 左は、地上観測、右はその後の HST 観測による光度曲線.

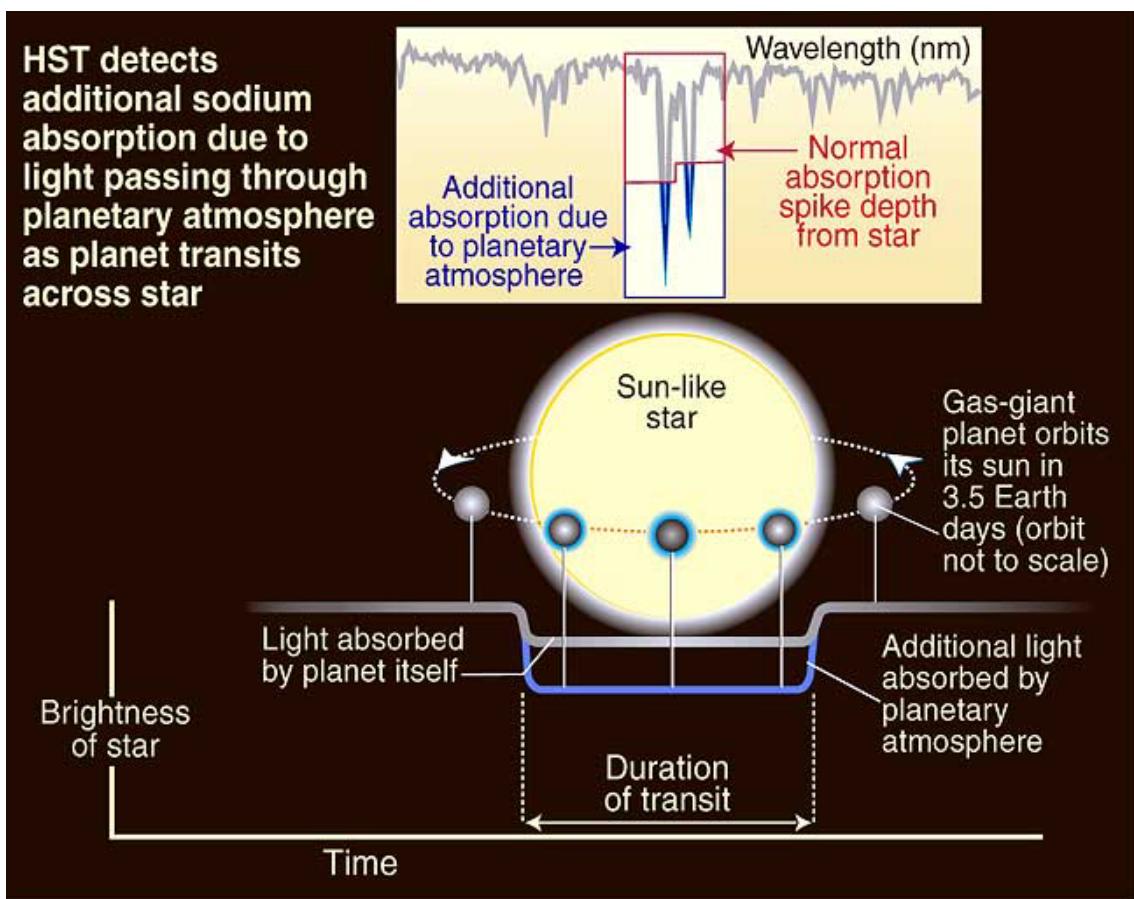
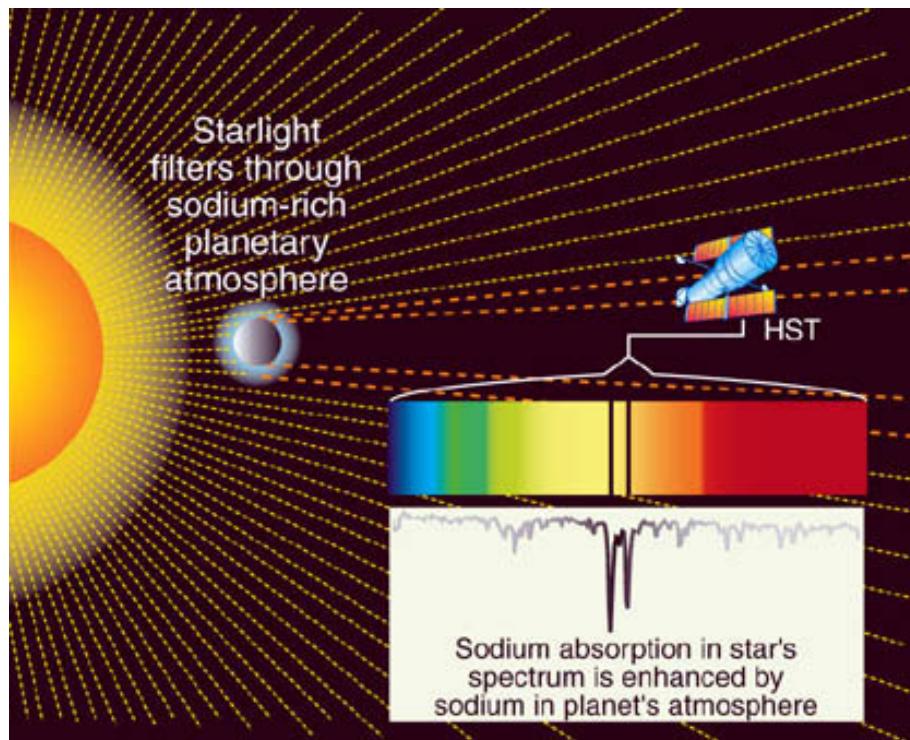


図 7.4: HD209458 の HST 観測による光度曲線と、惑星大気スペクトル観測によるナトリウム発見の概念図。(<http://oposite.stsci.edu/pubinfo/2001/38/index.html>)

## Discovery space for extrasolar planets

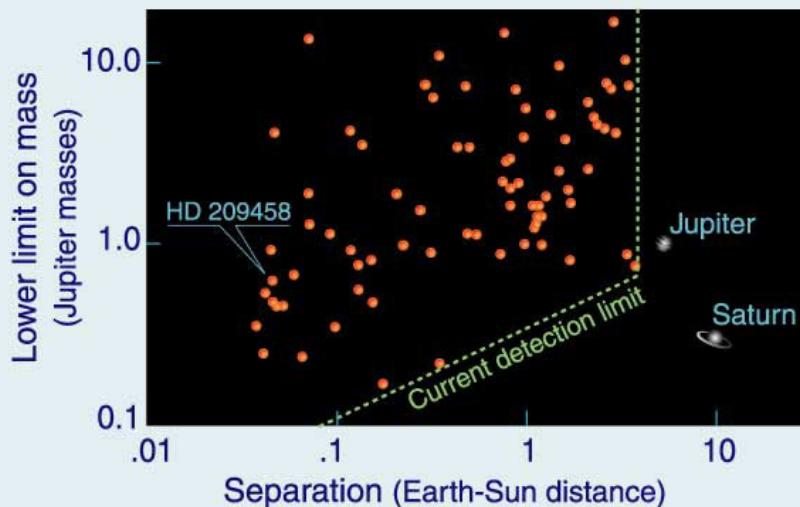


図 7.5: 現在知られている太陽系外惑星の質量・軌道長半径関係。主星の速度変動を用いて推定できるのは、惑星の質量とその公転面の軌道傾斜角  $i$  からきまる  $M \sin i$  である (<http://oposite.stsci.edu/pubinfo/2001/38/index.html>, Ann Feild (STScI) の許可を得て転載).

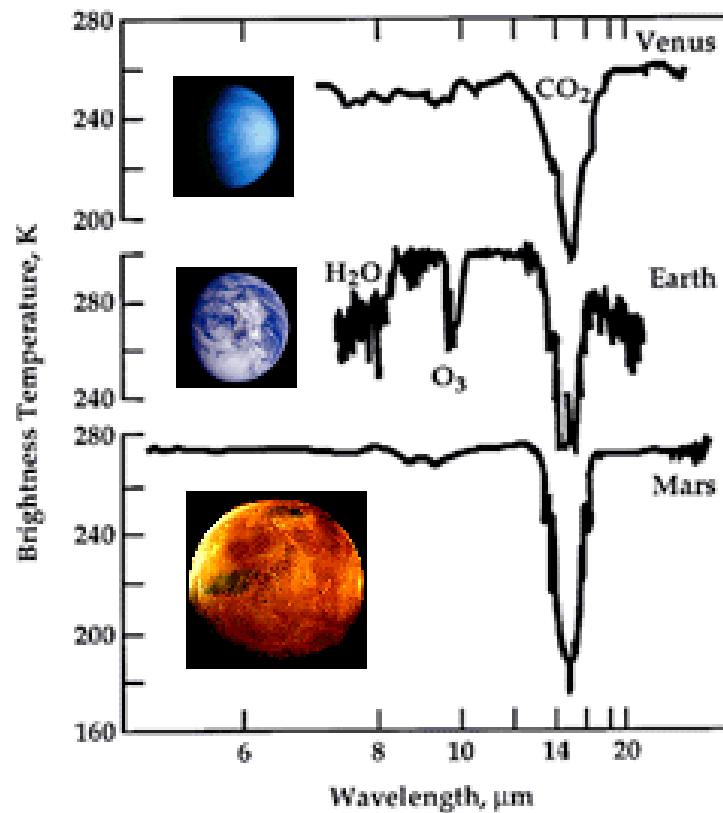


図 7.6: 火星・金星・地球の分光スペクトルの比較.