

GRB宇宙論と ダークエネルギー

高橋慶太郎

@Atセミナー

2010年6月17日

筒井亮、中村卓史 (京都大)
米徳大輔、村上敏夫 (金沢大)

目次

- 1、暗黒エネルギー
- 2、距離梯子
- 3、GRB宇宙論
- 4、将来計画

GRB宇宙論

三角測量

→ セファイド

→ Ia型超新星

という距離梯子をGRBで
もう1つ伸ばして暗黒
エネルギーを探ることを
目指す。

ビッグバン直後の初期宇宙

ガンマ線バースト



(130億光年, $z \sim 8.2$)

Ia型超新星 標準光源

(100億光年, $z \sim 1.8$)

渦巻き銀河
回転速度-光度関係
(Tully-Fisher 関係)

(60億光年, $z \sim 0.5$)

セファイド型変光星
周期-光度関係

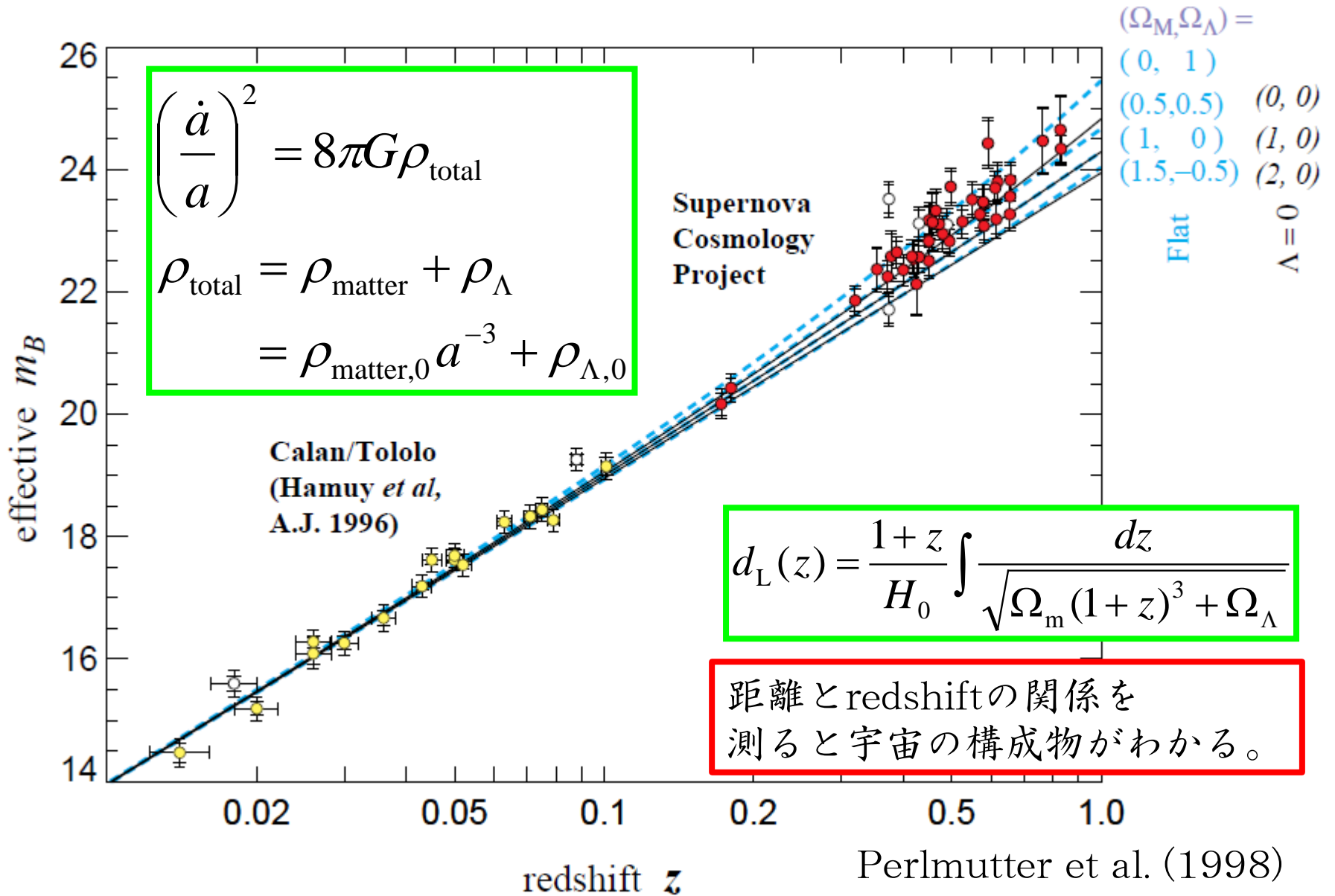
(6000万光年)

主系列星のHR図 (10万光年)

三角測量 (3000光年)

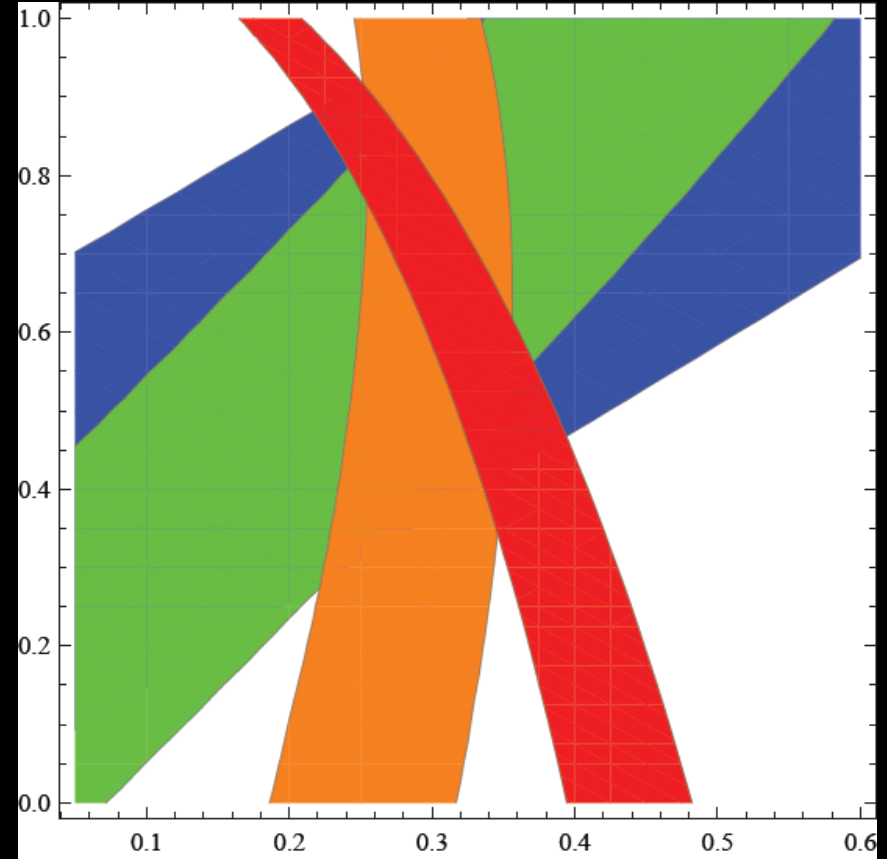
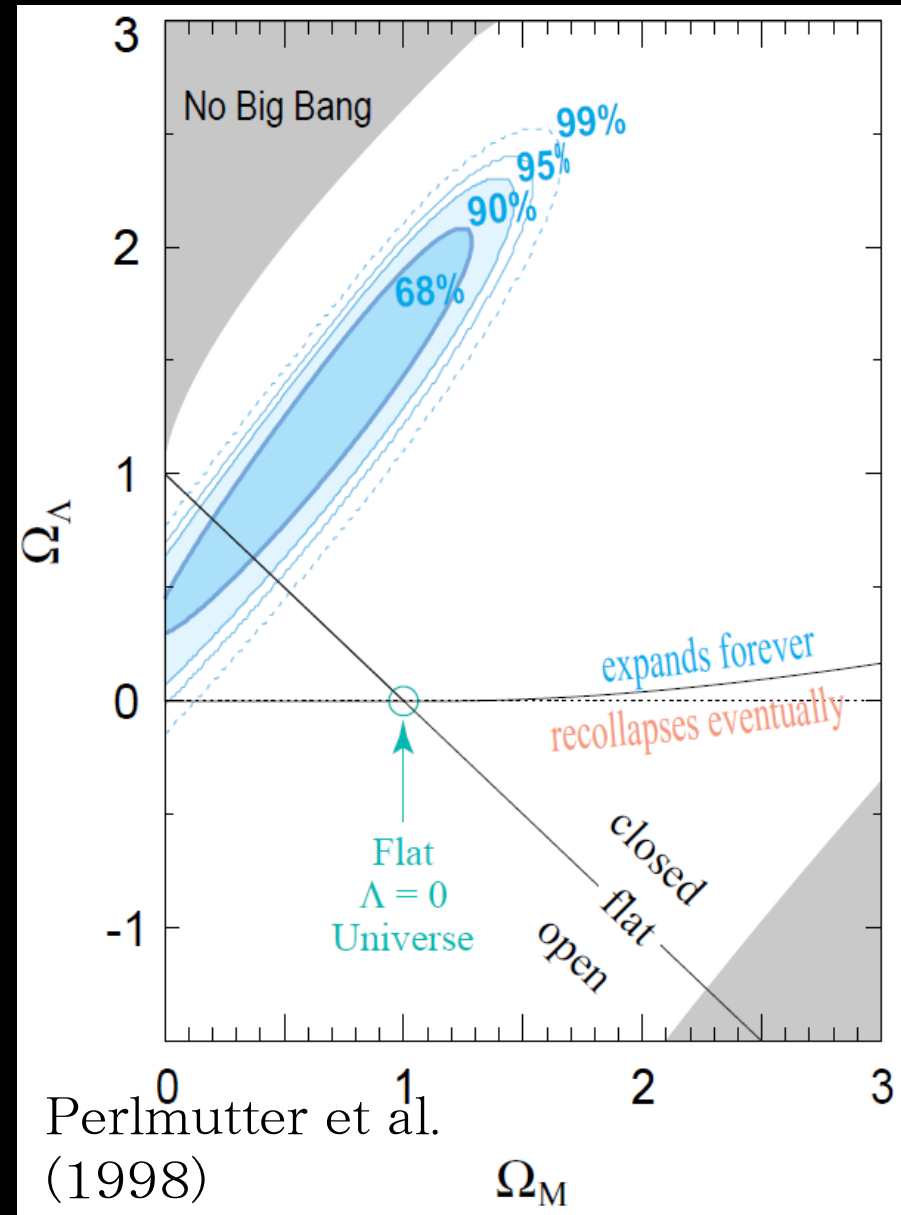


Hubble diagram



パラメータ決定

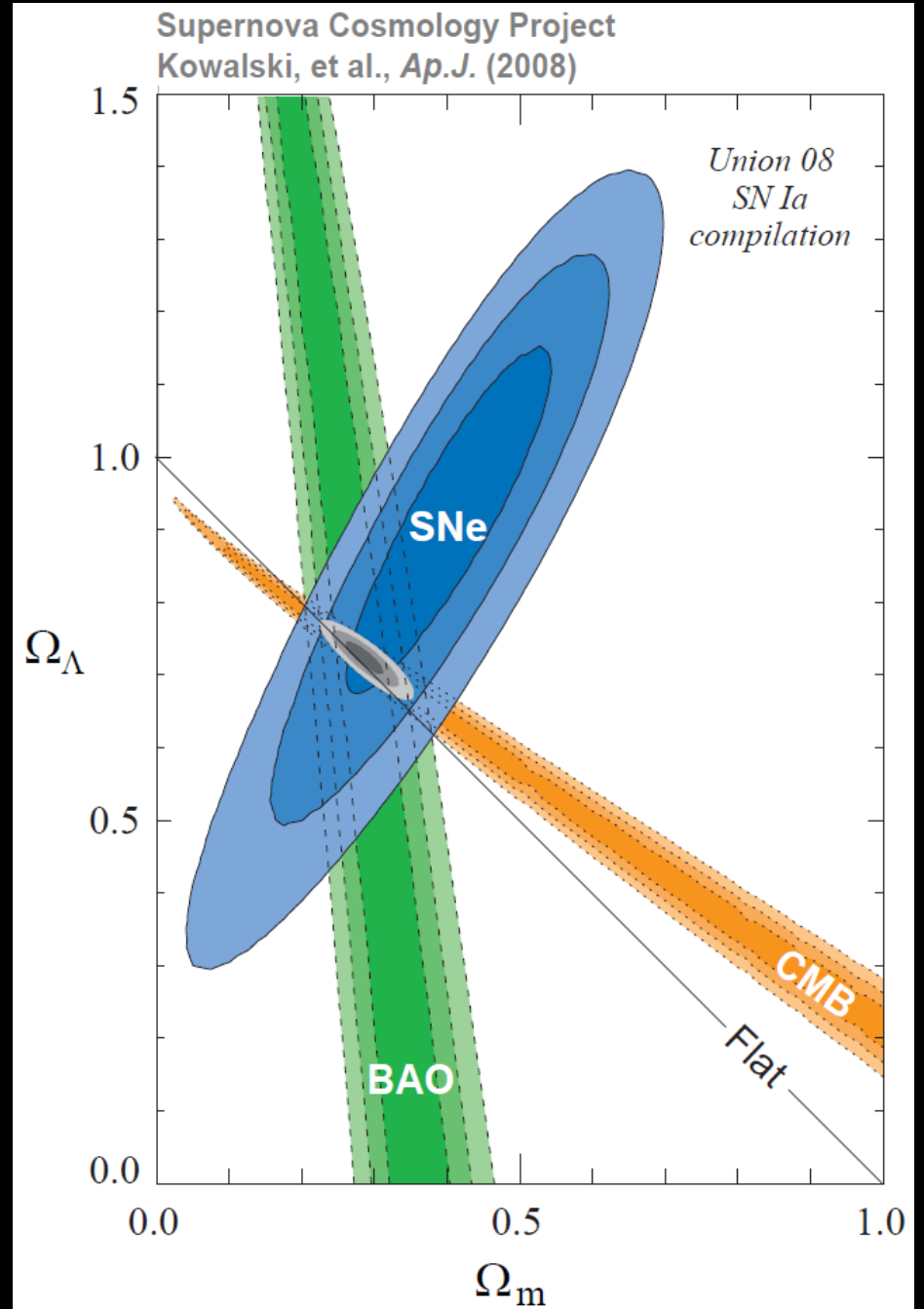
$z = 0.5, 1, 3, 10$ で距離が5%の精度で測定できた時の制限



SNIaだけでがんばるより他の観測を組み合わせる方が効果的

他の観測

宇宙背景放射
バリオン振動
銀河団数密度

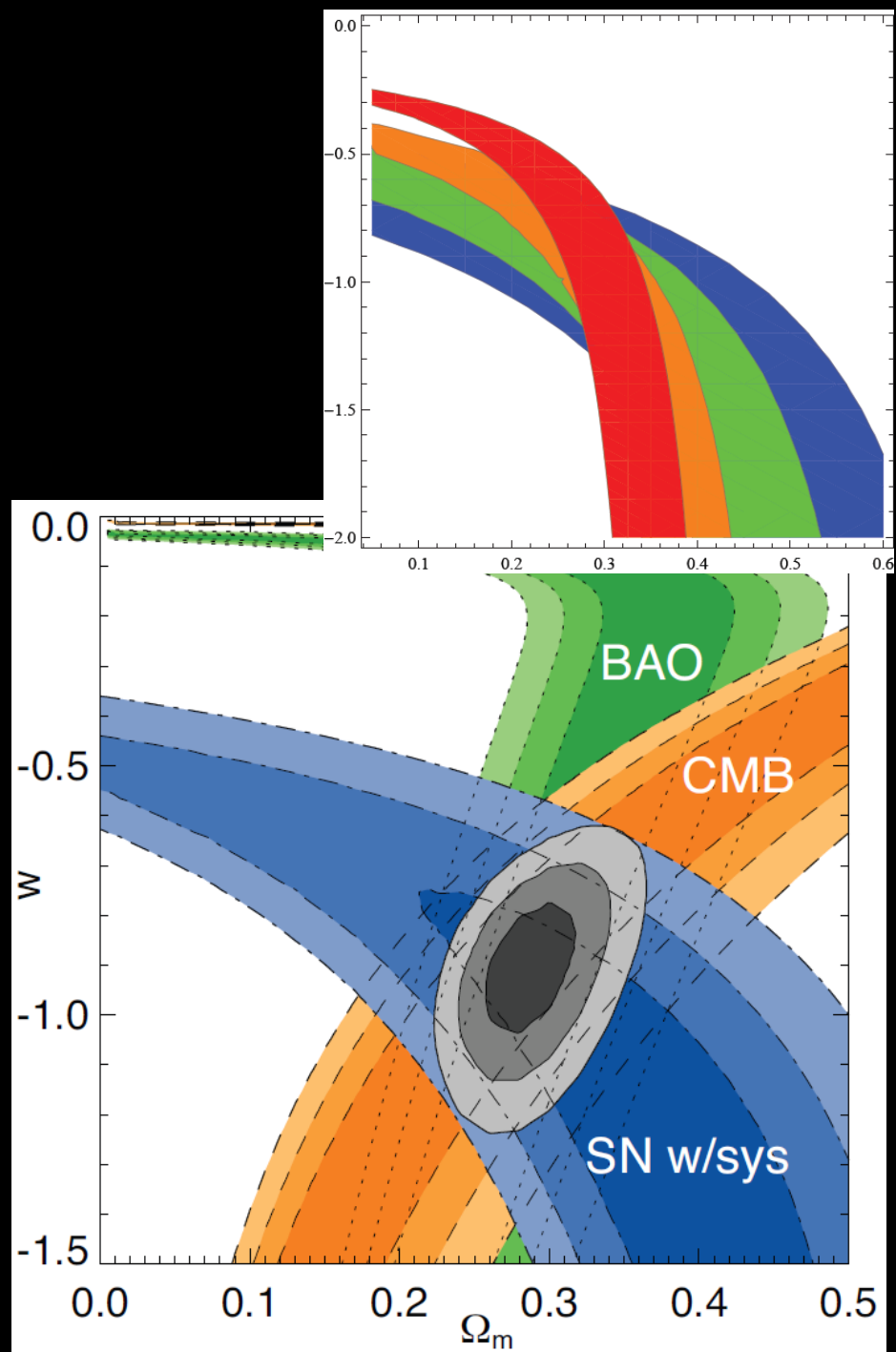
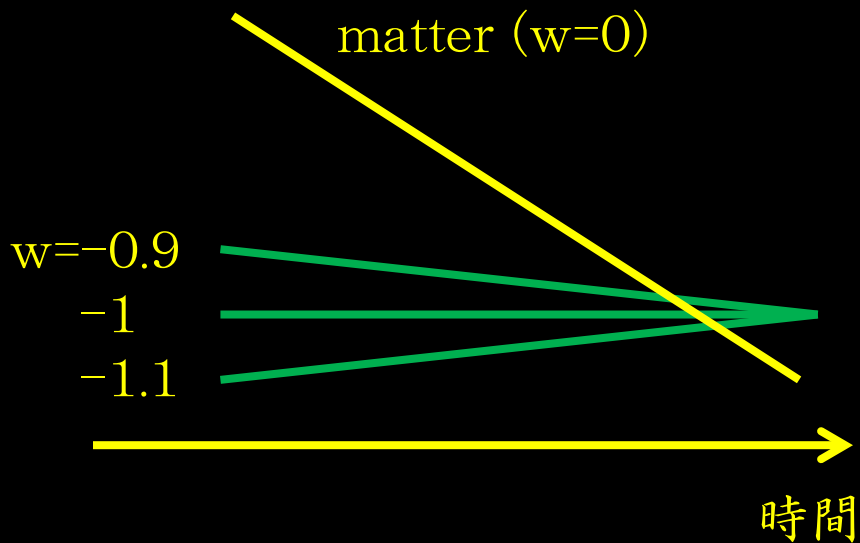


状態方程式

宇宙定数は本当に「定数」か？

$$w = \frac{p}{\rho} \Rightarrow \rho \propto (1+z)^{3(1+w)}$$

$w = -1$ でないときには
エネルギー密度は
時間変化する。



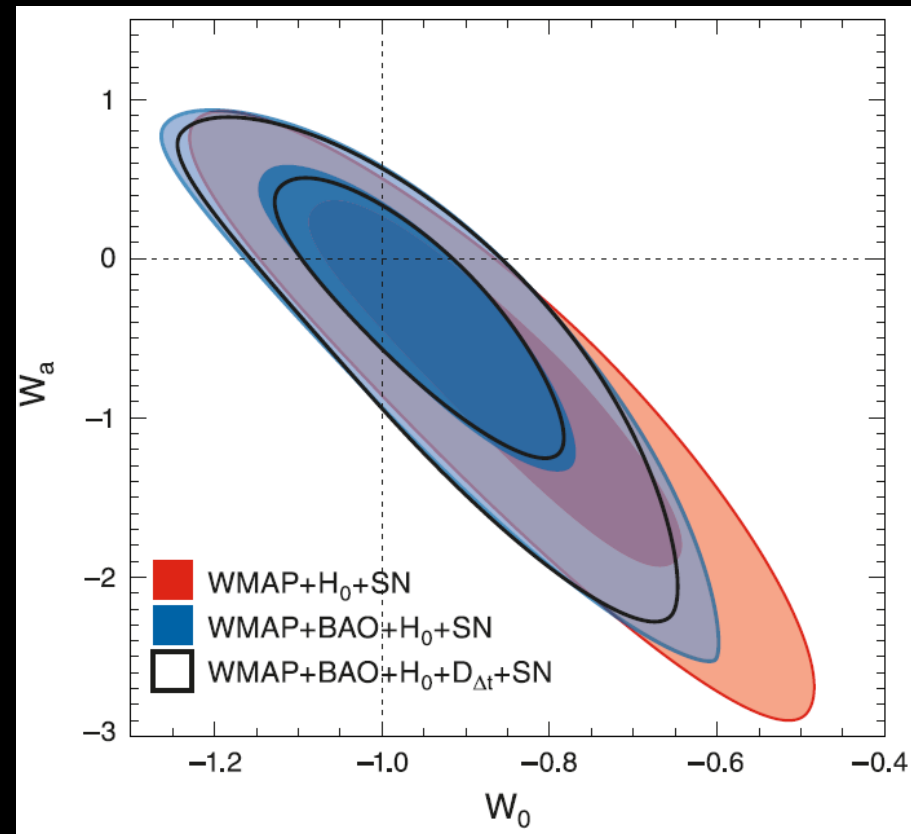
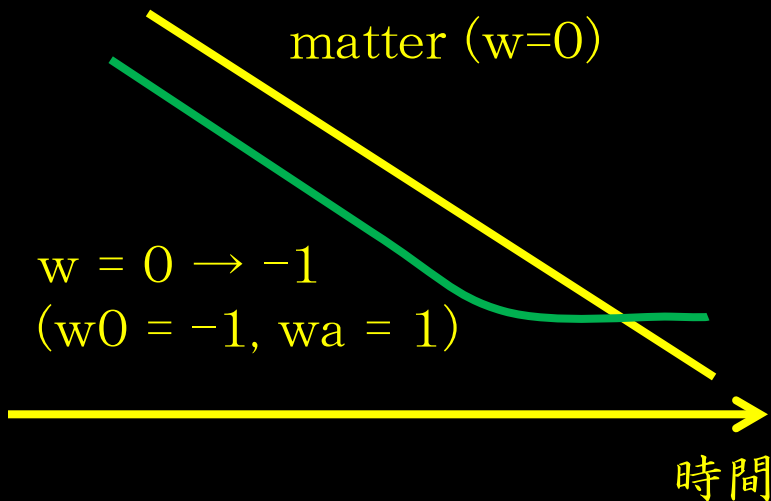
時間変化する状態方程式

wも時間変化する？

$$w = w(z) \Rightarrow \rho \propto (1+z)^3 \exp\left[3 \int \frac{w(z)}{1+z} dz\right]$$

どんな関数形でもよいが、よく使われるのは次の形。

$$w(z) = w_0 + w_a \frac{z}{1+z}$$



ダークエネルギーモデルの分類

$w(z)$ をどういう関数形にするか？

1、データ解析的モデル

- constant w
- $w(z) = w_0 + w_a z/(1+z)$

2、現象論的モデル（たいていスカラー場）

ダークエネルギーにまつわる謎を説明するモデル

- 存在：山ほどモデルがある
- fine-tuning：tracker model
- coincidence：oscillating (undulant) model

3、物理的モデル

ダークエネルギー以外でモチベーションのあるモデル

- ブレーンワールド
- ゴースト凝縮
- cyclic universe

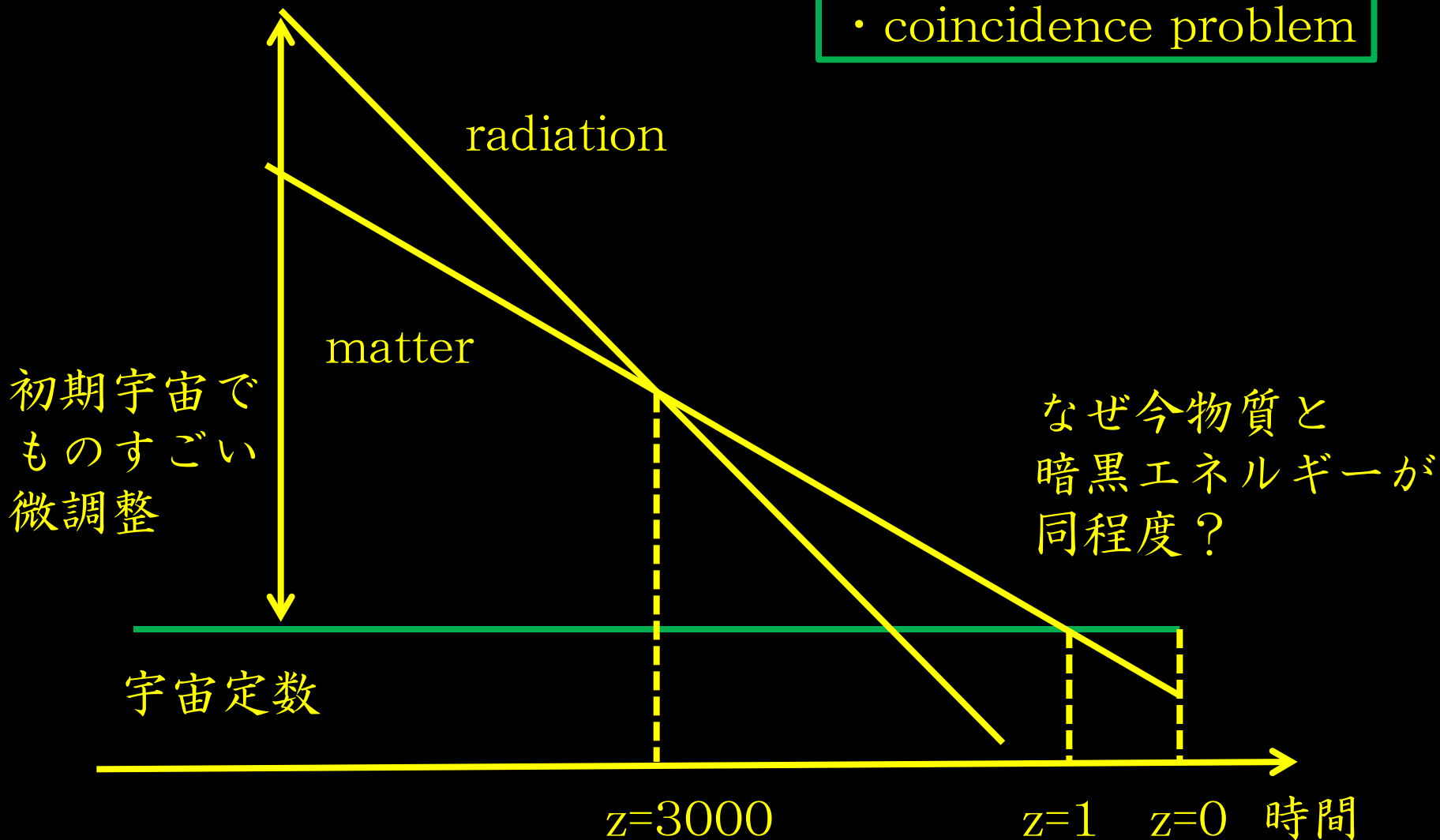
Looking Beyond Lambda with the Union Supernova Compilation

D. Rubin^{1,2}, E. V. Linder^{1,3}, M. Kowalski⁴, G. Aldering¹, R. Amanullah^{1,3}, K. Barbary^{1,2},
 N. V. Connolly⁵, K. S. Dawson¹, L. Faccioli^{1,3}, V. Fadeyev⁶, G. Goldhaber^{1,2}, A. Goobar⁷,
 I. Hook⁸, C. Lidman⁹, J. Meyers^{1,2}, S. Nobili⁷, P. E. Nugent¹, R. Pain¹⁰, S. Perlmutter^{1,2},
 P. Ruiz-Lapuente¹¹, A. L. Spadafora¹, M. Strovink^{1,2}, N. Suzuki¹, and H. Swift^{1,2}
 (Supernova Cosmology Project)

Model	Motivation	Parameters	χ^2 (stat)	χ^2 (sys)
Λ CDM (flat)	gravity, zeropoint	Ω_m	313.1	309.9
			$\Delta\chi^2$ (stat)	$\Delta\chi^2$ (sys)
Λ CDM	gravity, zeropoint	Ω_m, Ω_Λ	-1.1	-1.3
Constant w (flat)	simple extension	Ω_m, w	-0.3	-1.2
Constant w	simple extension	Ω_m, Ω_k, w	-1.1	-1.6
Braneworld	consistent gravity	Ω_m, Ω_k	15.0	2.7
Doomsday	simple extension	$\Omega_m, t_{\text{doom}}$	-0.1	-0.7
Mirage	CMB distance	Ω_m, w_0	-0.2	-0.1
Vacuum Metamorphosis	induced gravity	Ω_m, Ω_\star	0.0	0.0
Geometric DE R_{low}	kinematics	$r_0, r_1 (\Omega_m, w_0)$	0.1	-1.1
Geometric DE R_{high}	matter era deviation	$\Omega_m, w_\infty, \beta$	-1.9	-2.2
PNGB	naturalness	Ω_m, w_0, f	-0.1	-0.7
Algebraic Thawing	generic evolution	Ω_m, w_0, p	-1.6	-2.3
Early DE	fine tuning problem	Ω_m, w_0, Ω_e	-0.3	-1.2
Growing ν -mass	coincidence problem	$\Omega_m, \Omega_e, m_\nu^0$	-0.6	-1.6

ダークエネルギーの謎

- fine-tuning problem
- coincidence problem



Quintessence

- 標準理論ではヒッグス場だけ
- 大統一理論、超対称性、超ひも理論などで山ほど登場
- 2つのアプローチ
 - ・都合のいいスカラー場を用意して、素粒子理論に期待
 - ・素粒子理論で実際に登場するものを使う

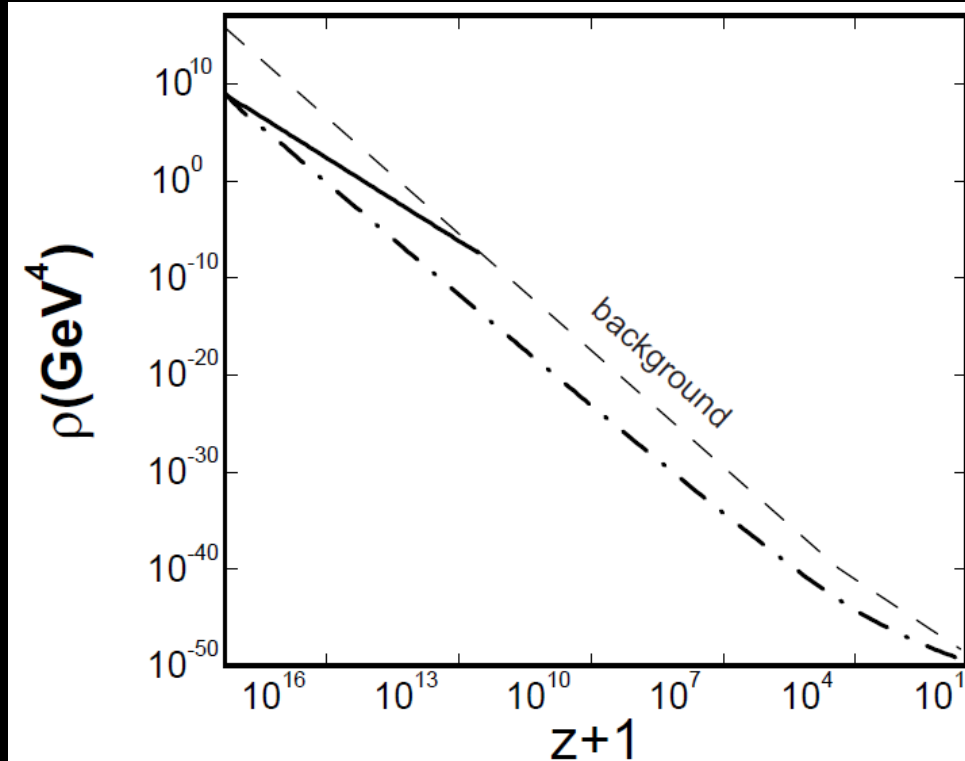
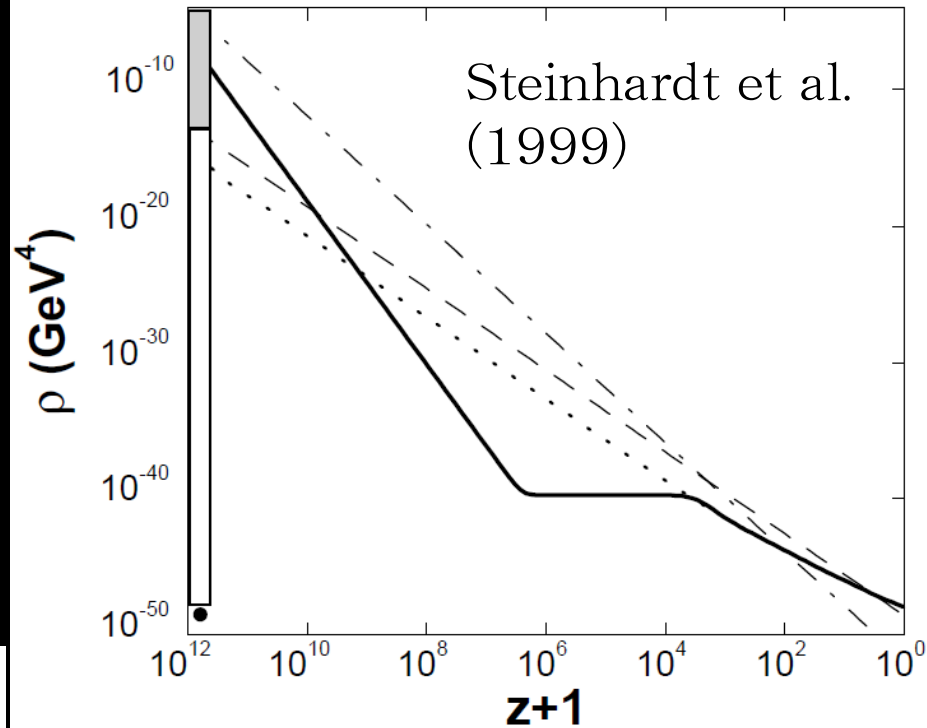
Action	$S = \int d^4x \sqrt{-g} \left[-\frac{1}{2} (\nabla \phi)^2 - V(\phi) \right]$
Equation of motion	$\ddot{\phi} + 3H \dot{\phi} + \frac{dV}{d\phi} = 0$
Energy-Momentum tensor	$T_{\mu\nu} = \partial_{\mu} \phi \partial_{\nu} \phi - g_{\mu\nu} \left[\frac{1}{2} g^{\alpha\beta} \partial_{\alpha} \phi \partial_{\beta} \phi + V(\phi) \right]$
Energy Density	$\rho = -T_0^0 = \frac{1}{2} \dot{\phi}^2 + V(\phi)$
Pressure	$p = T_i^i = \frac{1}{2} \dot{\phi}^2 - V(\phi)$
Equation-of-State Parameter	$w_{\phi} = \frac{p}{\rho} = \frac{\dot{\phi}^2 - 2V(\phi)}{\dot{\phi}^2 + 2V(\phi)}$

ポテンシャルで
宇宙論的性質が決まる

tracker model

ある種類のポテンシャルで面白いことが起こる

- tracker solution
優勢成分より少しゆっくりエネルギー密度が落ち、どこかで追いつく

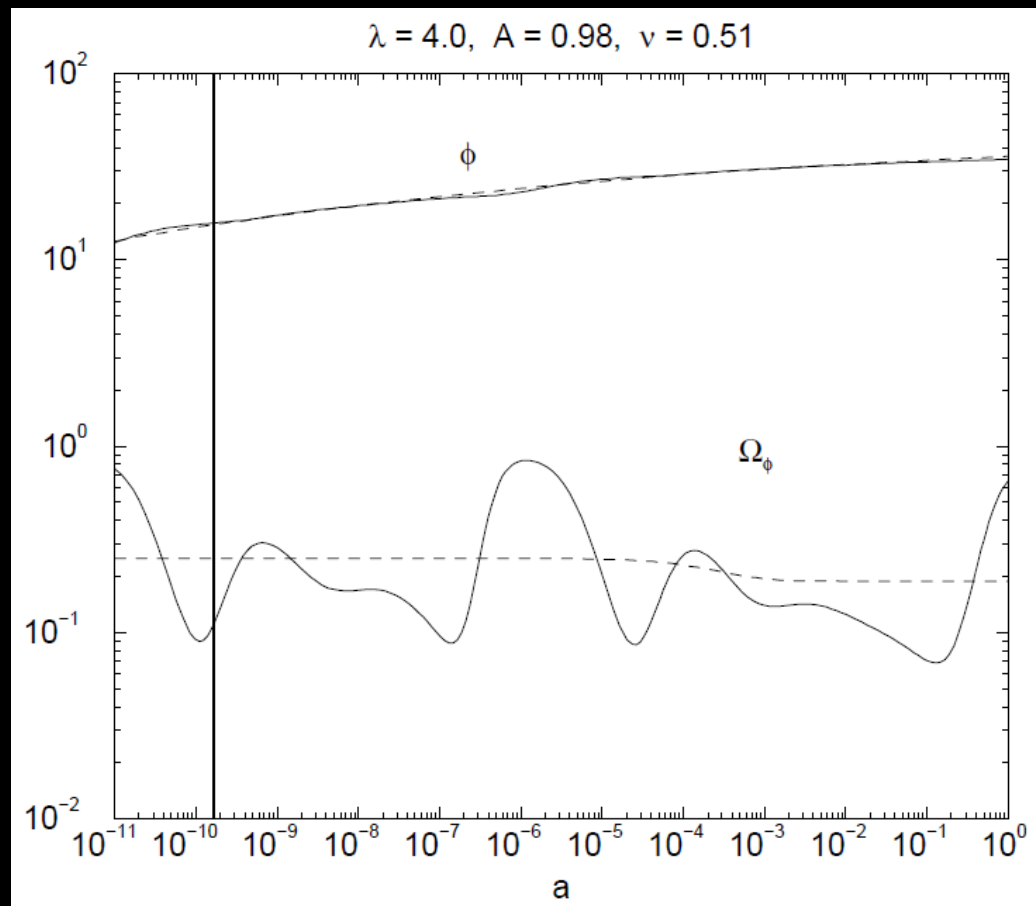


- アトラクタ的ふるまい fine-tuning problemを解決
- coincidence problemは解決できない

tracking oscillating model

Dodelson et al. (2000)

- trackingするポテンシャルに振動を加える
- スカラー場のエネルギーが tracker solutionのまわりで振動
- 加速膨張が周期的に現れる
- 今はそのうちの1つ
→ coincidence problemの解決??



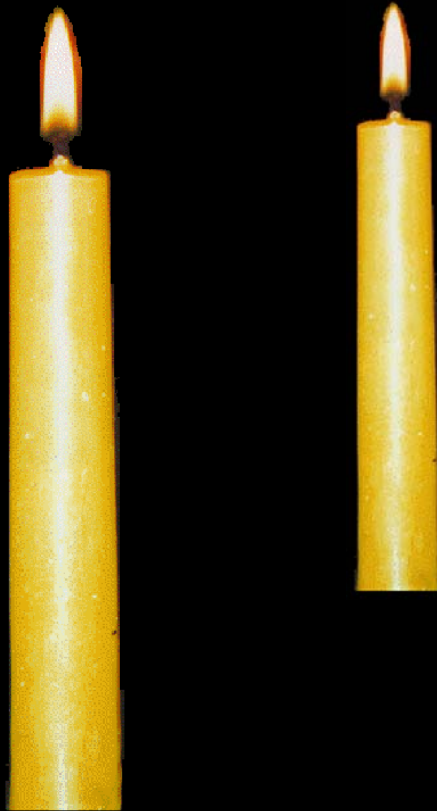
まとめ

- 宇宙定数などシンプルなモデルを仮定するとパラメータはかなり決まっている
- 宇宙定数は物理的にはとても不自然で、なんらかのダイナミクスが存在していると考えの方が自然に思える
- GRB宇宙論でめざすもの
 - ・ これまでの他の観測のクロスチェック
(宇宙論には思わぬsystematic errorがつきもの)
 - ・ 現在まあまあよく決まっているパラメータをもっと精密に決める ($w = -1$?)
 - ・ GRBでしか観測できないhigh redshiftの宇宙からダークエネルギーのダイナミクスを探る

2、距離梯子

標準光源 (standard candle)

天体の距離と赤方偏移との
間の関係が知りたい

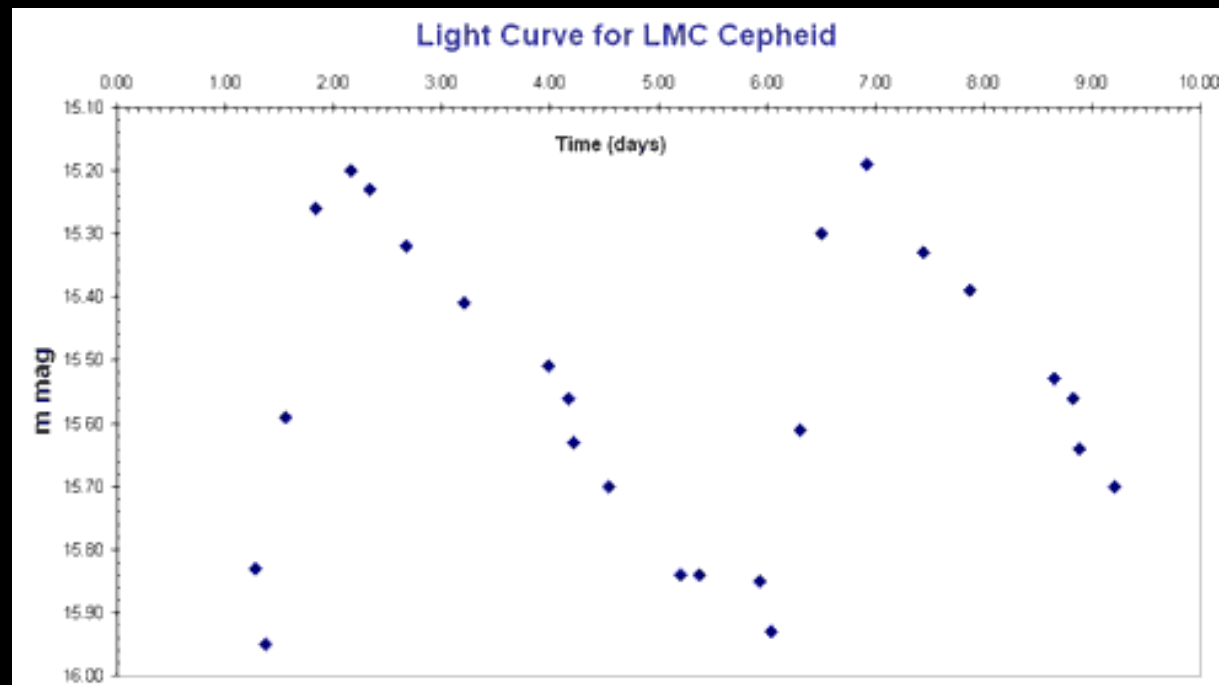


天体の明るさがあらかじめ
わかっているならば、見かけの
明るさから距離がわかる。

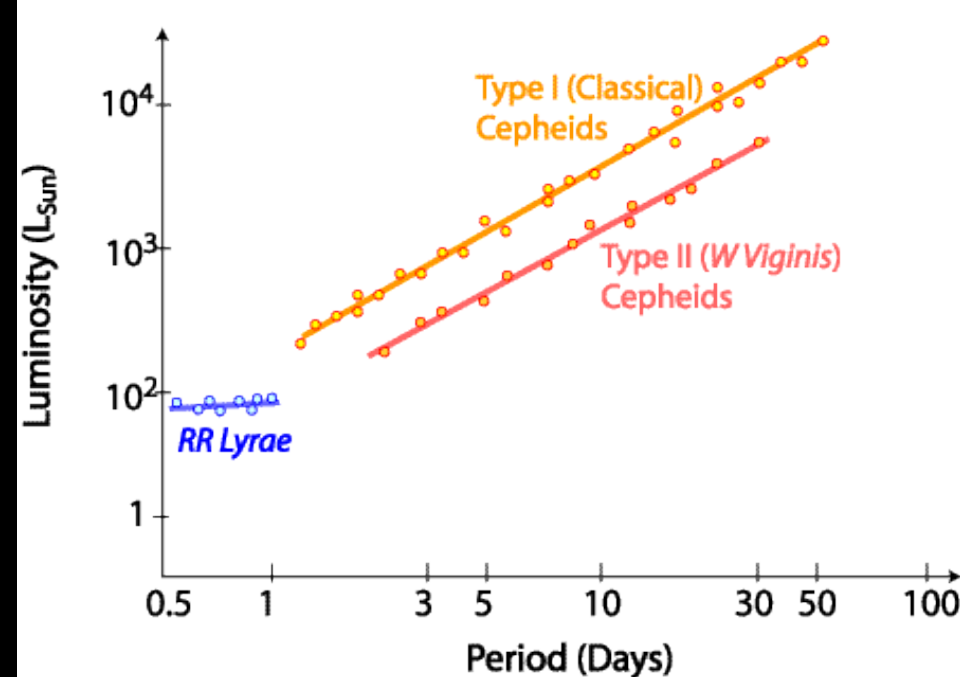
しかし天体の絶対的な
明るさは普通わからない。

セファイド変光星

- ・星の膨張収縮で変光
- ・周期1～100日
- ・光度 $\sim 10^3 L_{\text{sun}}$



PERIOD - LUMINOSITY RELATIONSHIP



変動の周期と絶対光度に
よい相関がある。

$$L \propto T^{0.9}$$

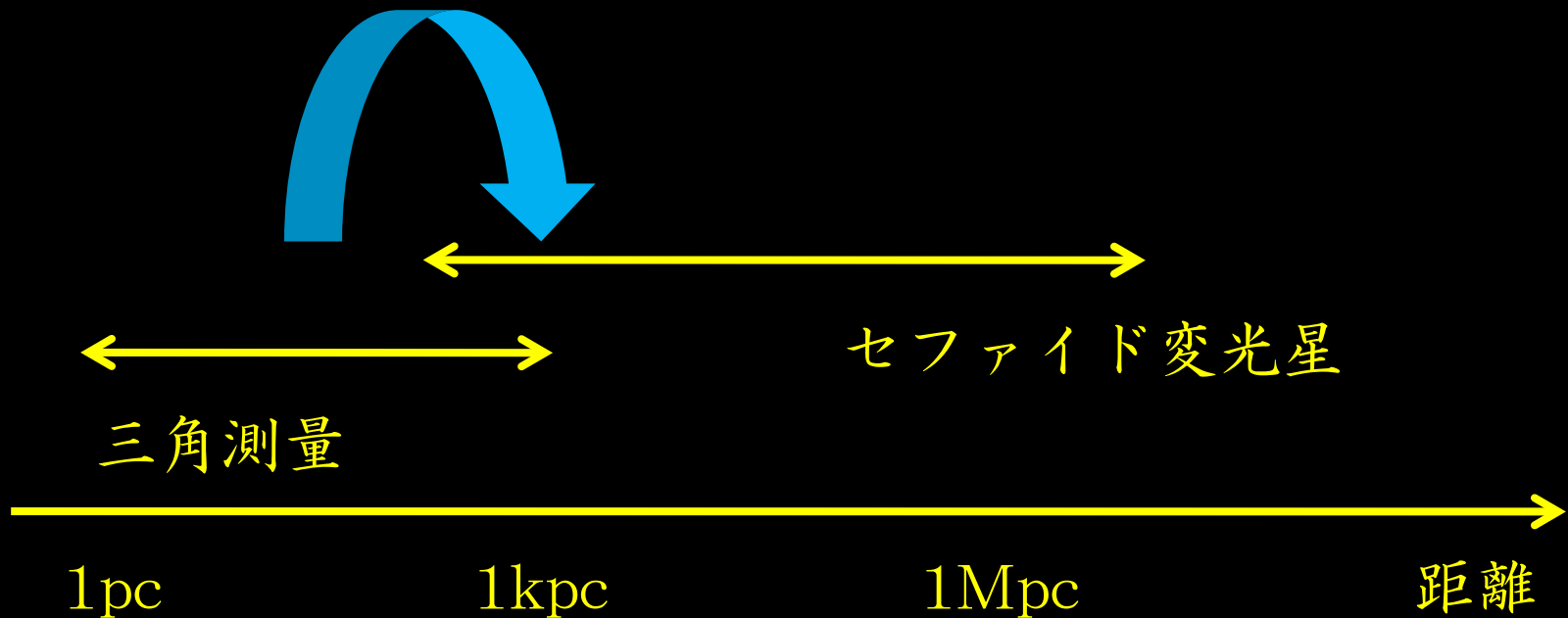
なので周期と見かけの
明るさから天体までの
距離がわかる。

→ 標準光源

$$f = \frac{L}{4\pi d^2}$$

cosmic distance ladder①

三角測量で距離がわかっている
セファイドで周期・光度関係式を出し、
遠くのセファイドに適用する



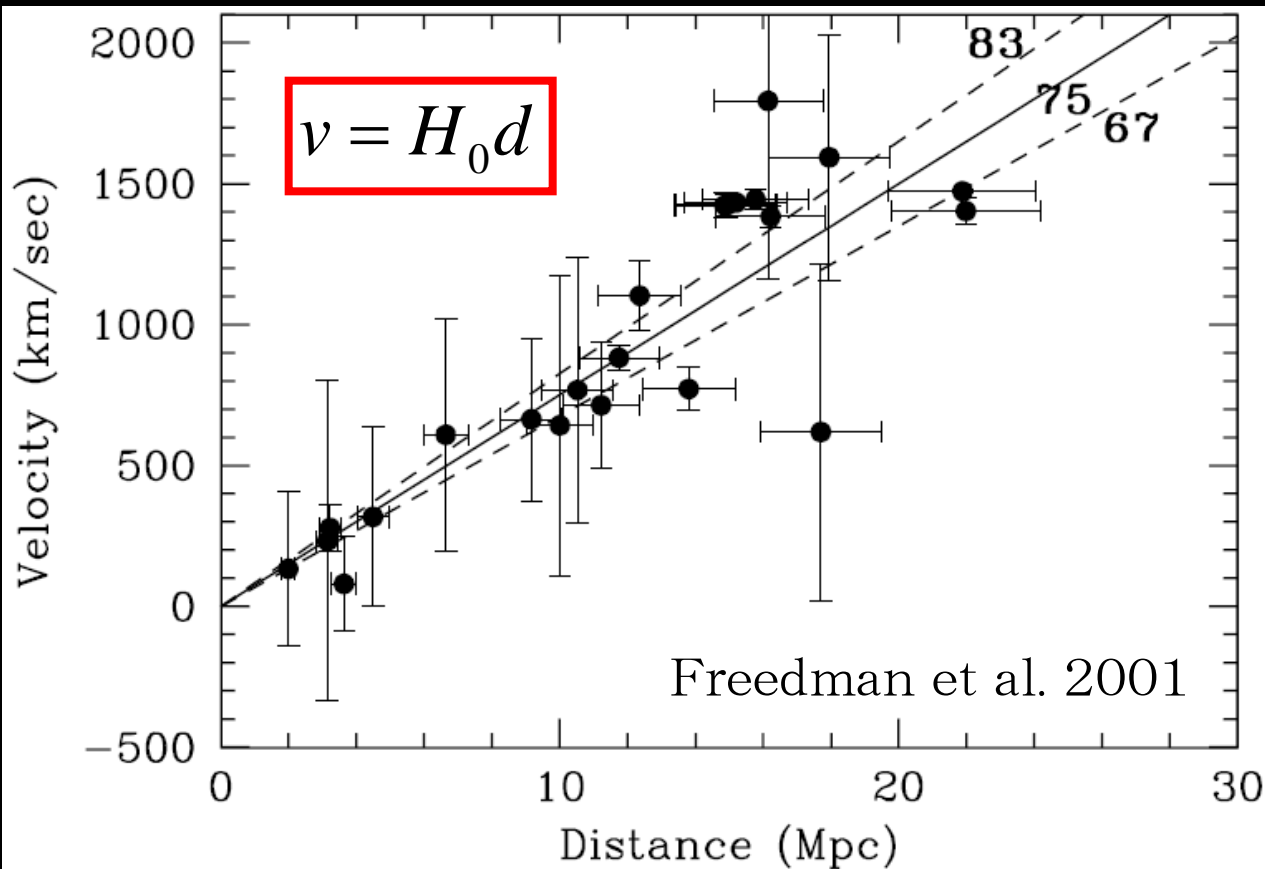
間接的に銀河までの距離を測ることができる

HST key project

HSTを使ってセファイド
による銀河の距離決定を
系統的に行った

W. Freedman

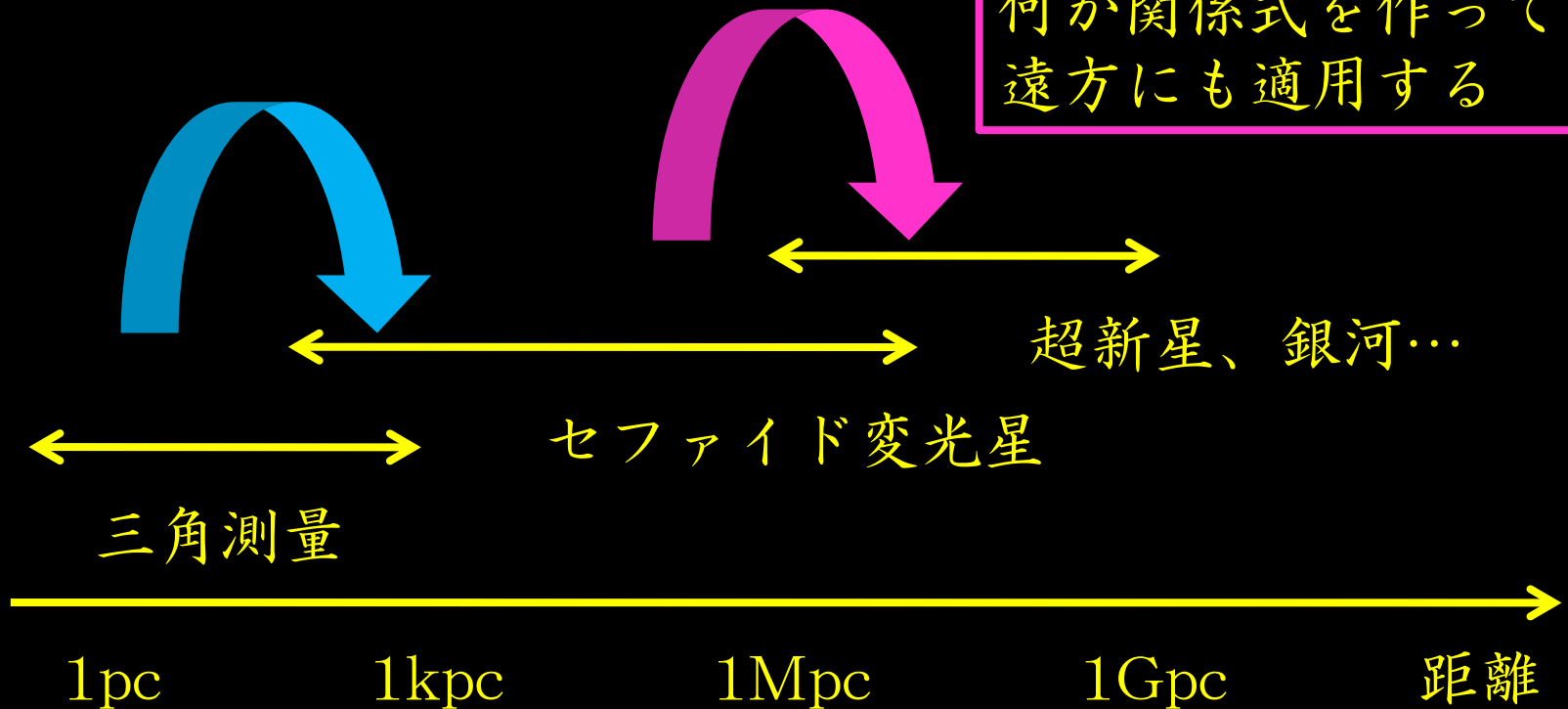
HST



20Mpcまで
Hubble diagramを
伸ばしたが、これ
だけではあまり
ハッブル定数は決
まらない。

cosmic distance ladder②

セファイドで距離がわかっている銀河（にある超新星）で何か関係式を作って遠方にも適用する

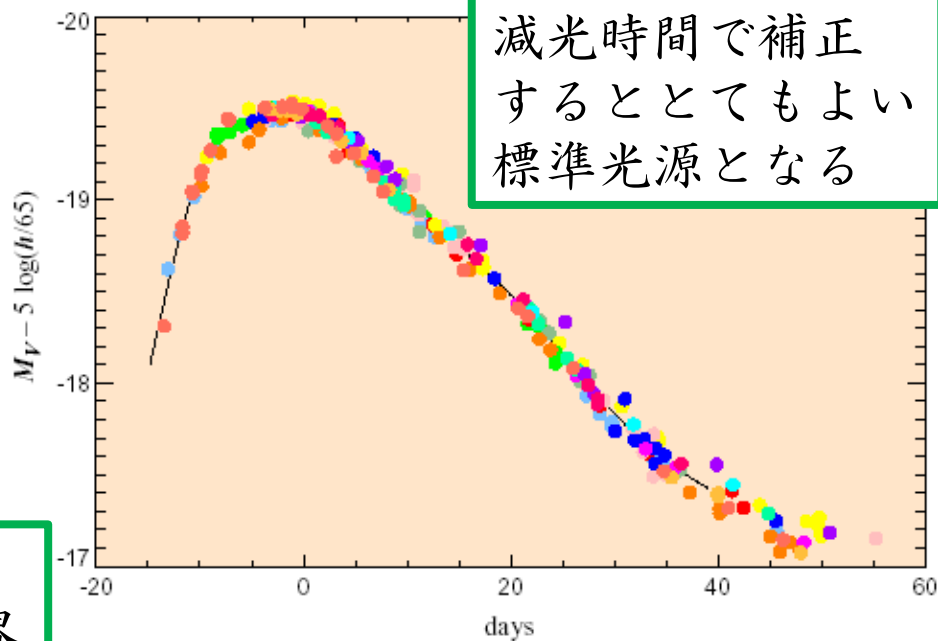
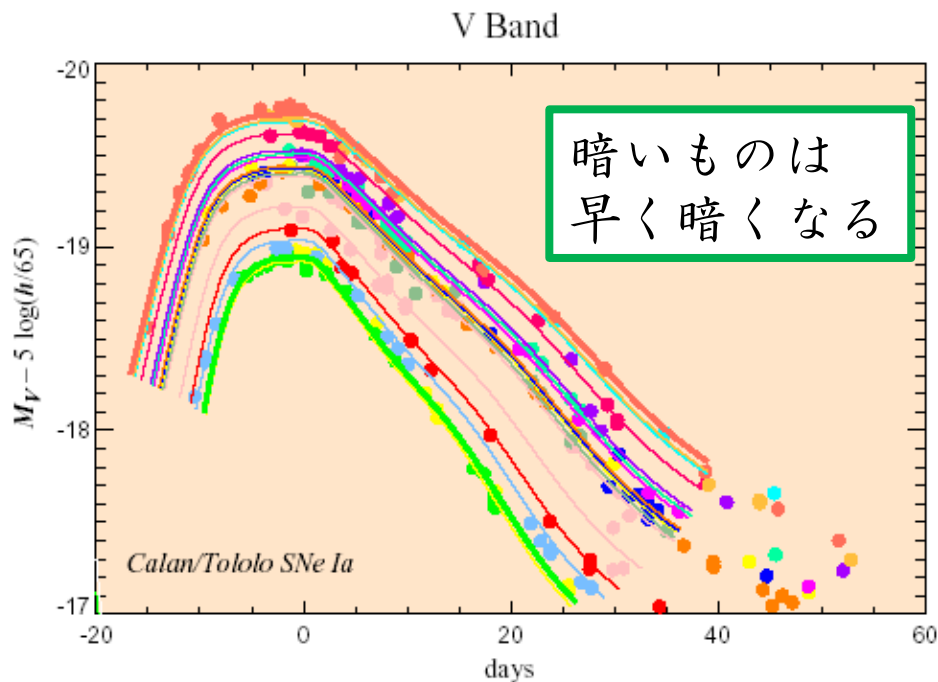


セファイドを使って銀河・超新星などを標準光源として calibration する。

Ia型超新星

銀河1つ分の
明るさ！

白色矮星にガスが降着
→ チャンドラセカル限界



2次的距離指標

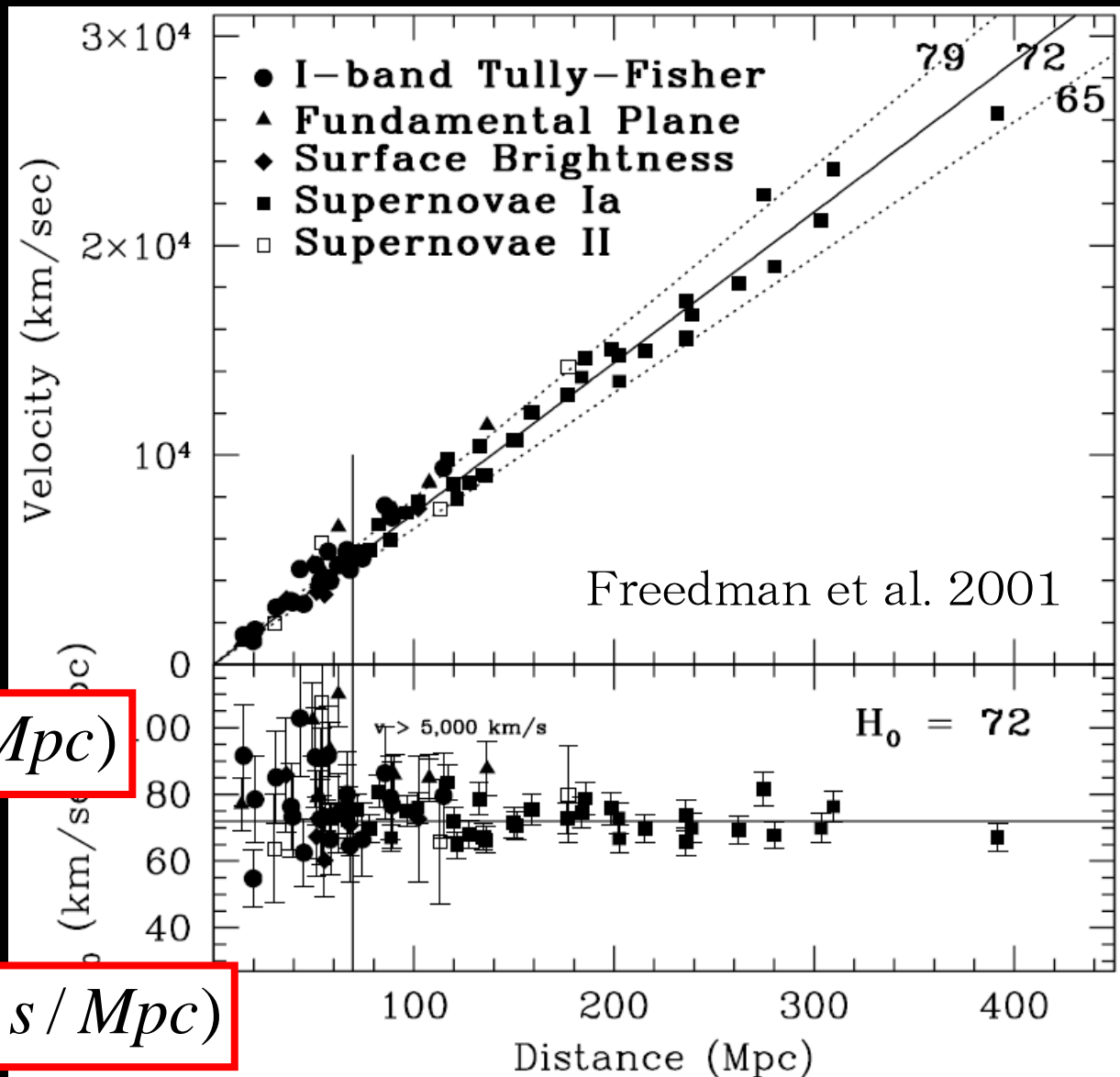
セファイドから決めた2次的な距離指標からさらに遠方の天体の距離を決定

→ 400Mpcまでの Hubble diagram

$$H_0 = 72 \pm 8 \text{ (km/s/Mpc)}$$

Riess et al. (2009)

$$H_0 = 74.2 \pm 3.6 \text{ (km/s/Mpc)}$$



さらに遠くを見ると

宇宙の膨張速度は時間変化する。
Freedman方程式

$$H^2(z) = H_0^2 \left[\Omega_m (1+z)^3 + \Omega_K (1+z)^2 + \Omega_\Lambda \right]$$

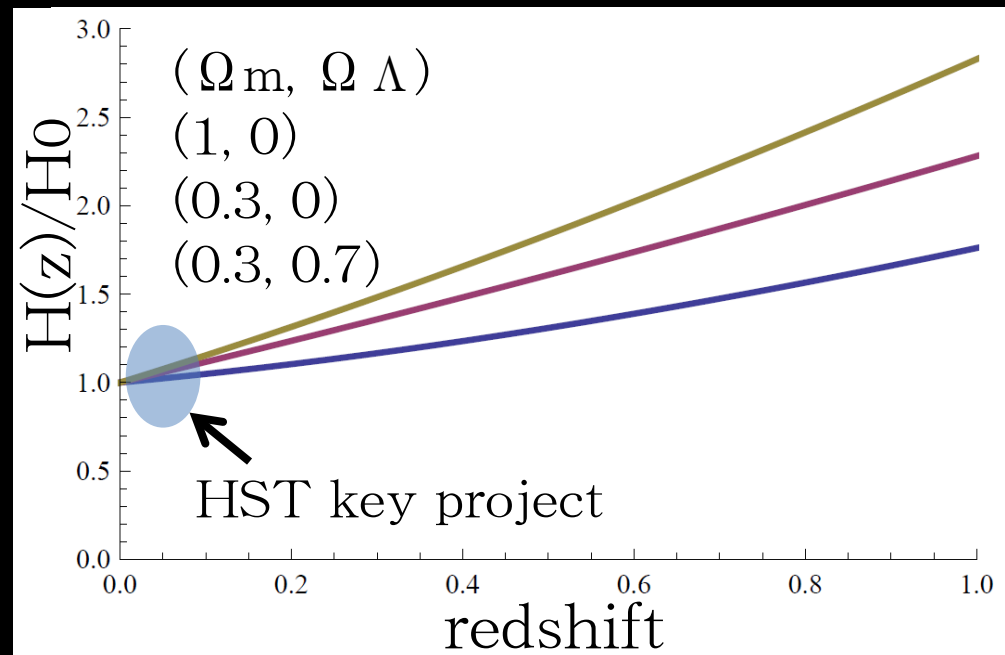
ハッブル定数

暗黒エネルギーの密度パラメータ

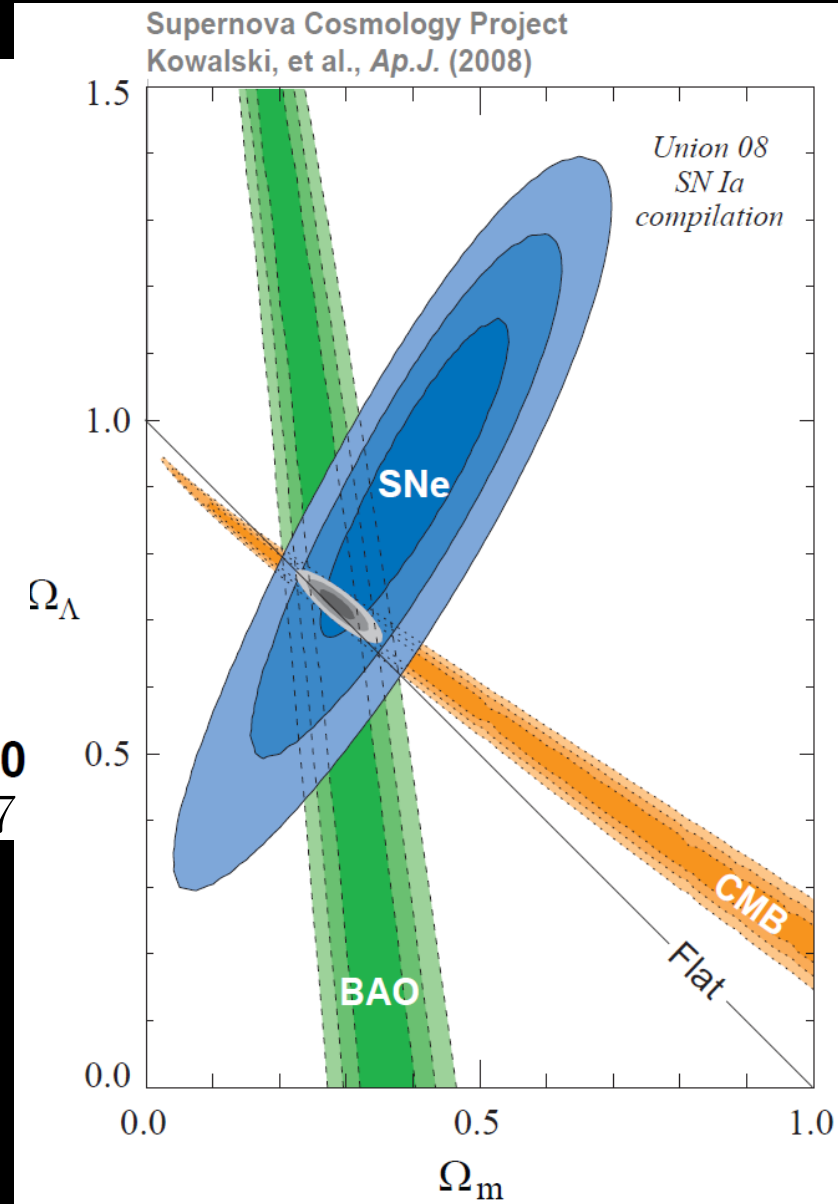
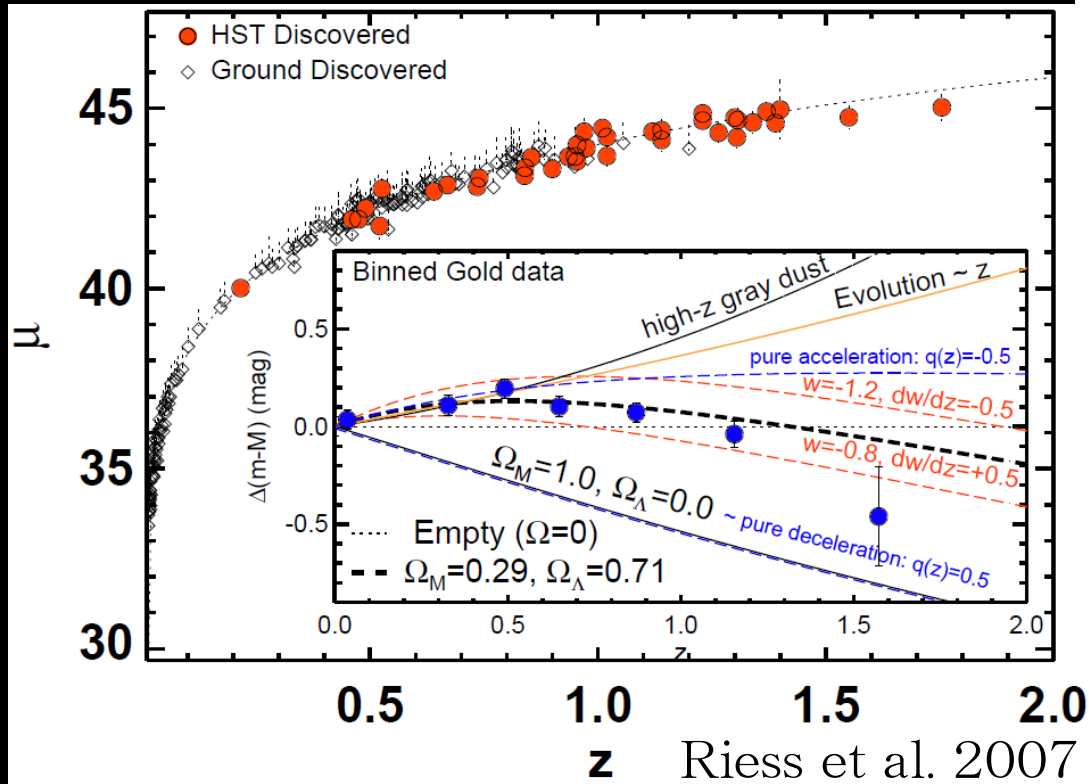
物質の密度パラメータ

近傍の天体 ($z \sim 0$) では
ハッブル定数だけが重要。

もっと遠くの天体までの
距離を測ると密度パラメータ
に関する情報が得られる。



遠方SNIaの観測



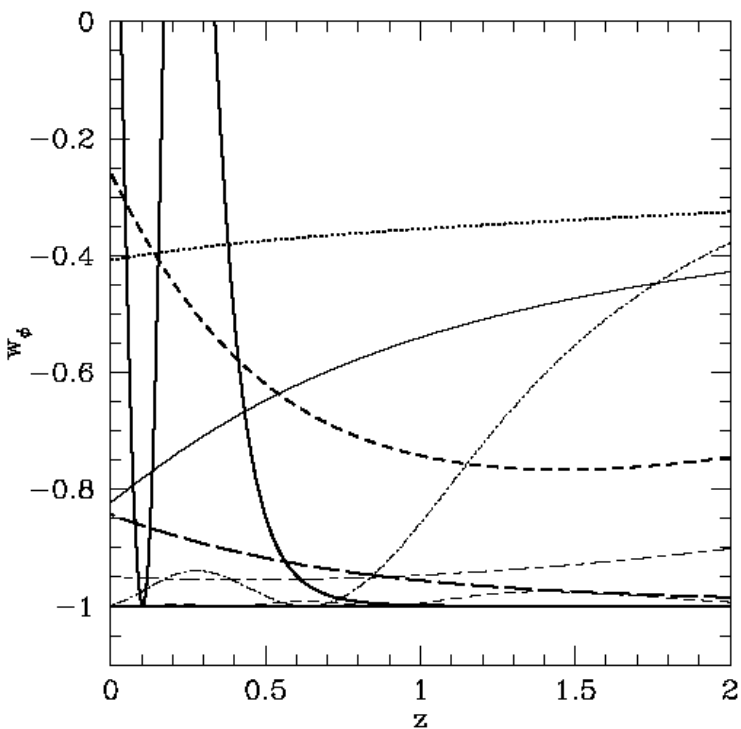
- 307個のSNIaによる制限
- 暗黒エネルギーの存在を示唆
- CMB・BAOと合わせるとかなりパラメータが決まる

さらにさらに遠くへ

暗黒エネルギーの発見はすごいこと。
 しかしその正体を考えようとするとも情報が少なすぎる。

$$H^2(z) = H_0^2 \left[\Omega_m (1+z)^3 + \Omega_K (1+z)^2 + \Omega_\Lambda(z) \right]$$

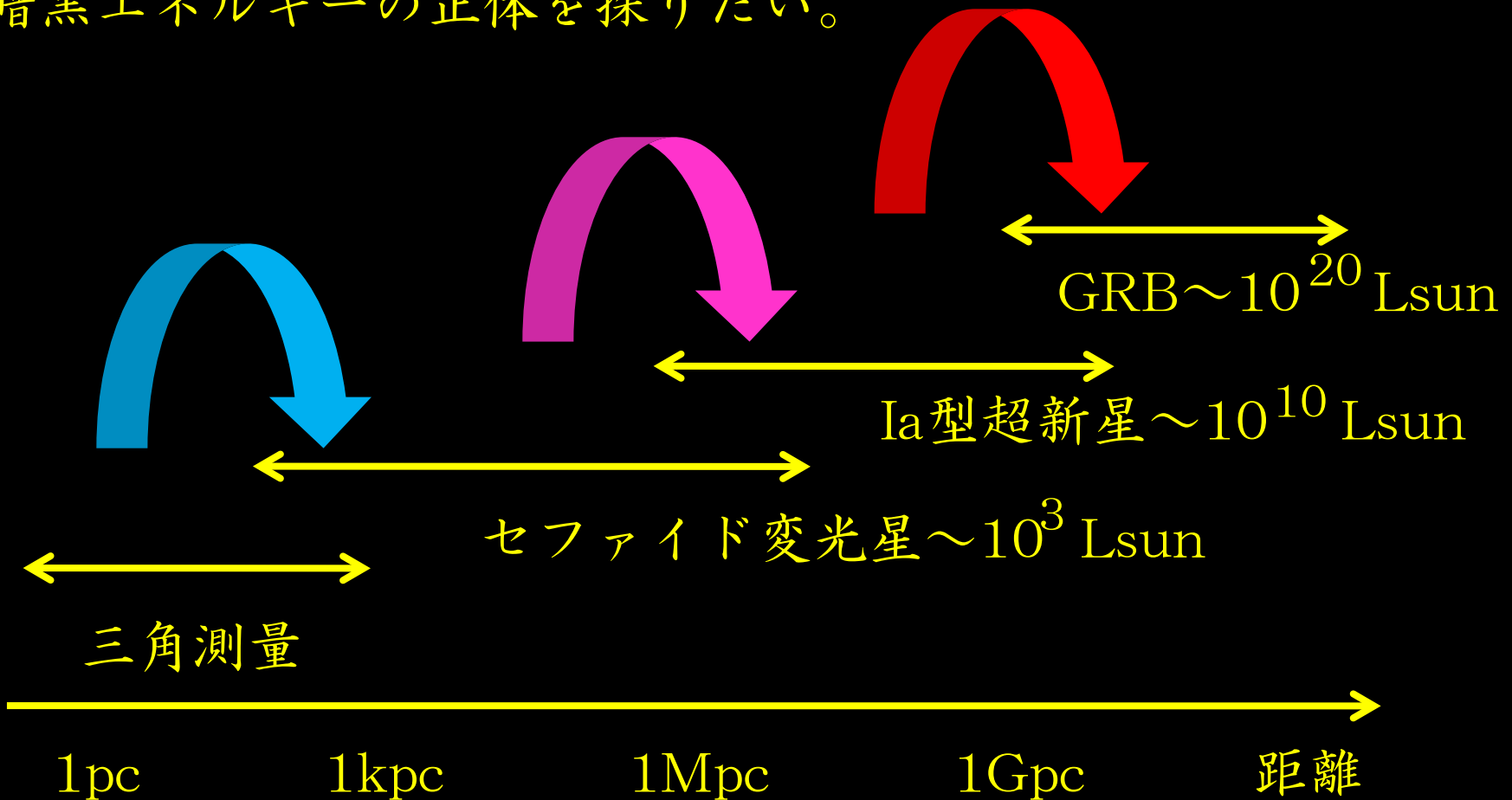
今のところ定数で観測と矛盾しない。
 しかしそれは比較的小さなzでの話。



Quintessence Potential	Reference
$V_0 \exp(-\lambda\phi)$	Ratra & Peebles (1988), Wetterich (1988), Ferreira & Joyce (1998)
$m^2\phi^2, \lambda\phi^4$	Frieman et al (1995)
$V_0/\phi^\alpha, \alpha > 0$	Ratra & Peebles (1988)
$V_0 \exp(\lambda\phi^2)/\phi^\alpha, \alpha > 0$	Brax & Martin (1999,2000)
$V_0(\cosh \lambda\phi - 1)^p,$	Sahni & Wang (2000)
$V_0 \sinh^{-\alpha}(\lambda\phi),$	Sahni & Starobinsky (2000), Ureña-López & Matos (2000)
$V_0(e^{\alpha\kappa\phi} + e^{\beta\kappa\phi})$	Barreiro, Copeland & Nunes (2000)
$V_0(\exp M_p/\phi - 1),$	Zlatev, Wang & Steinhardt (1999)
$V_0[(\phi - B)^\alpha + A]e^{-\lambda\phi},$	Albrecht & Skordis (2000)

cosmic distance ladderを伸ばす

GRBは宇宙の果てで起こっても見える。
GRBでHubble diagramを拡張して
暗黒エネルギーの正体を探りたい。

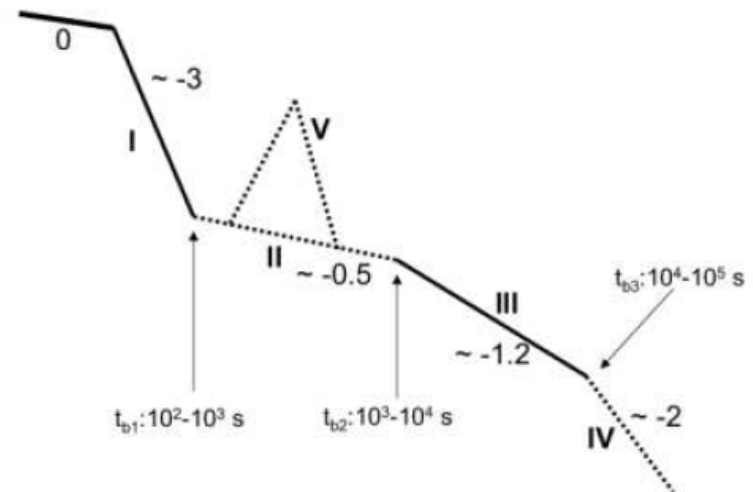
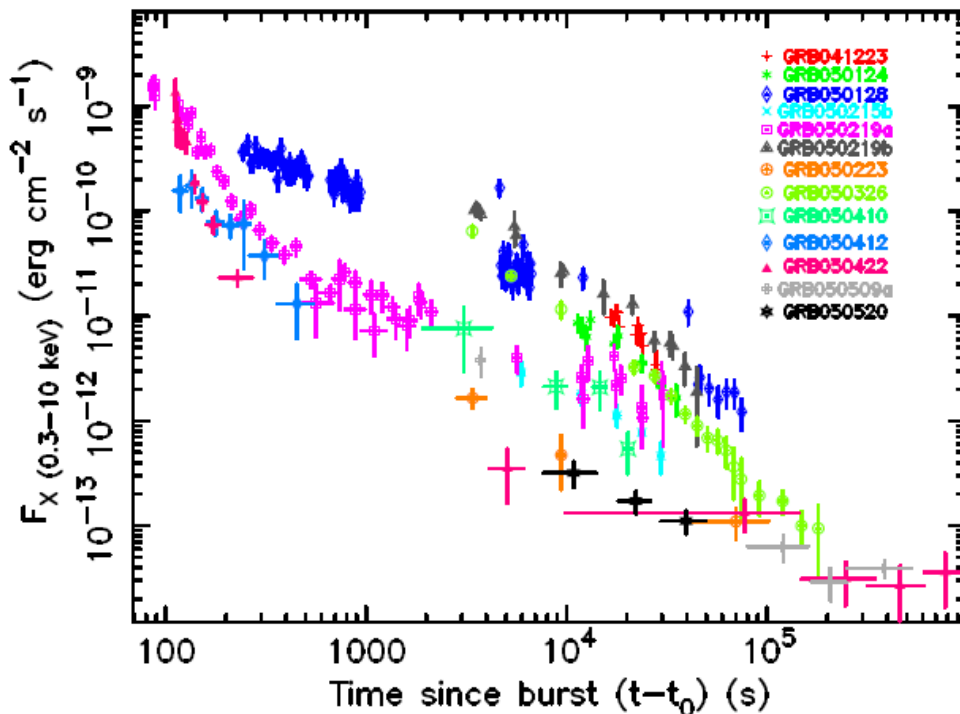
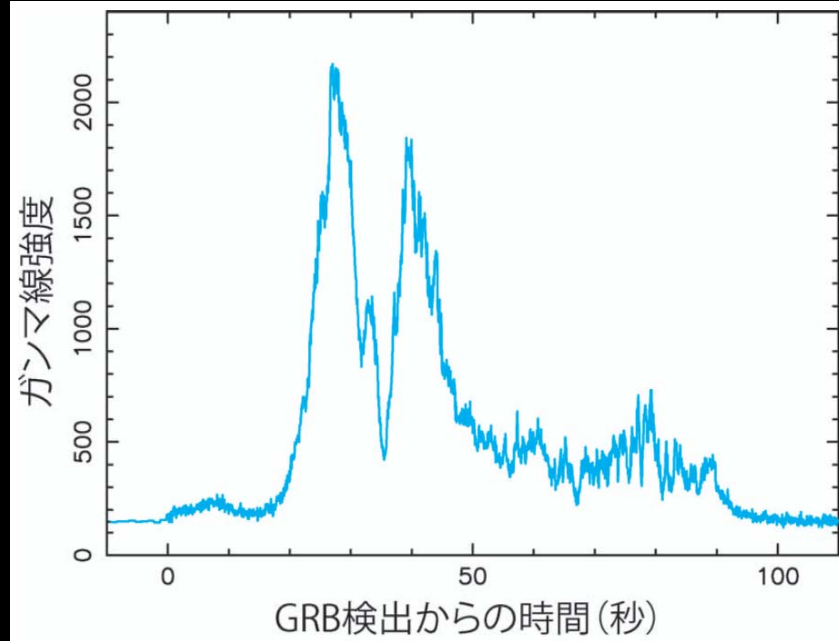


3、GRB宇宙論

GRB

ガンマ線バースト

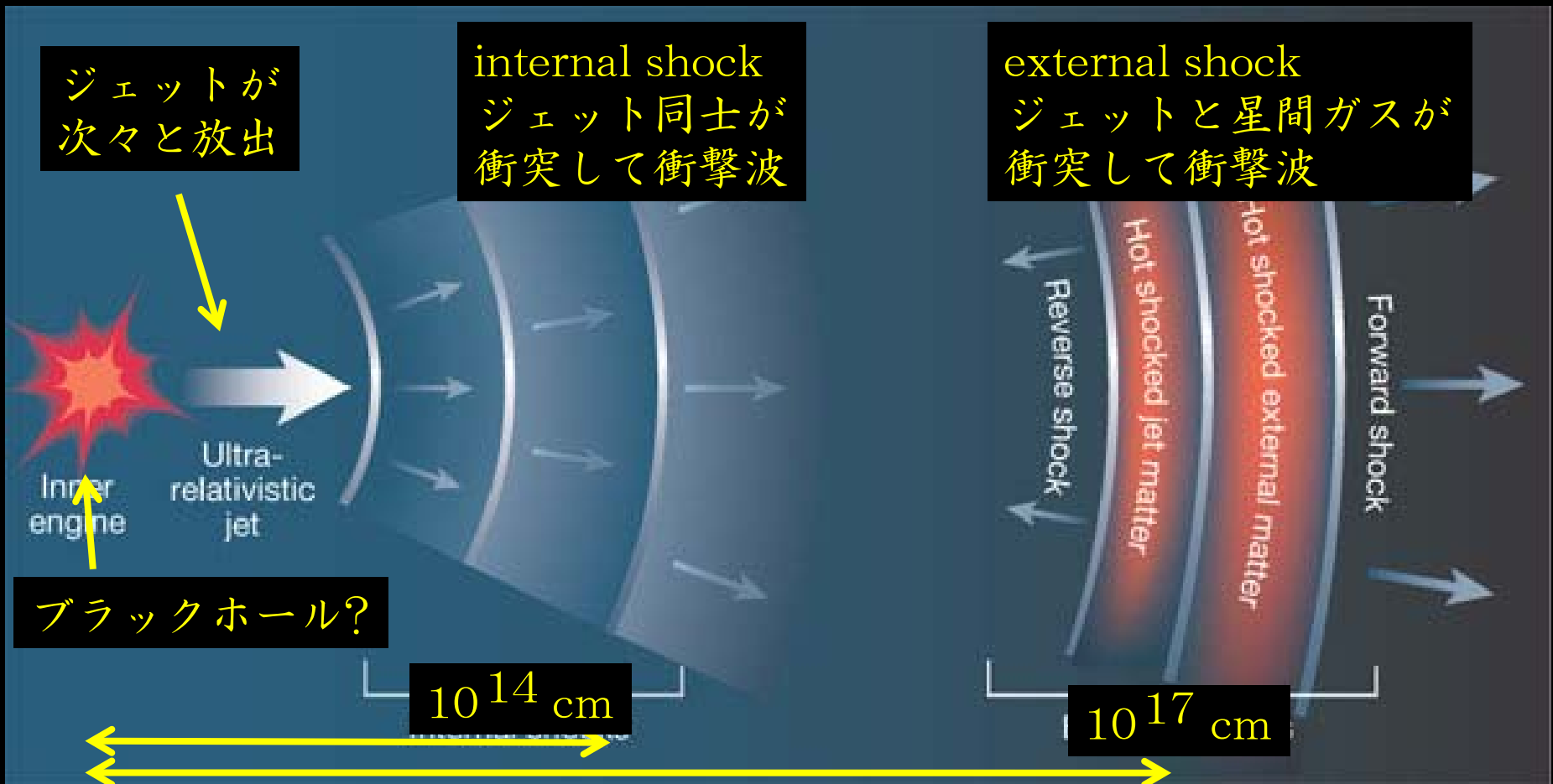
- prompt emission
1~1000秒のガンマ線放射
- afterglow
数時間~数日
ガンマ線、X線、可視光、電波



GRBのメカニズム

まだあまり理解されていないが、まあまあのモデルは

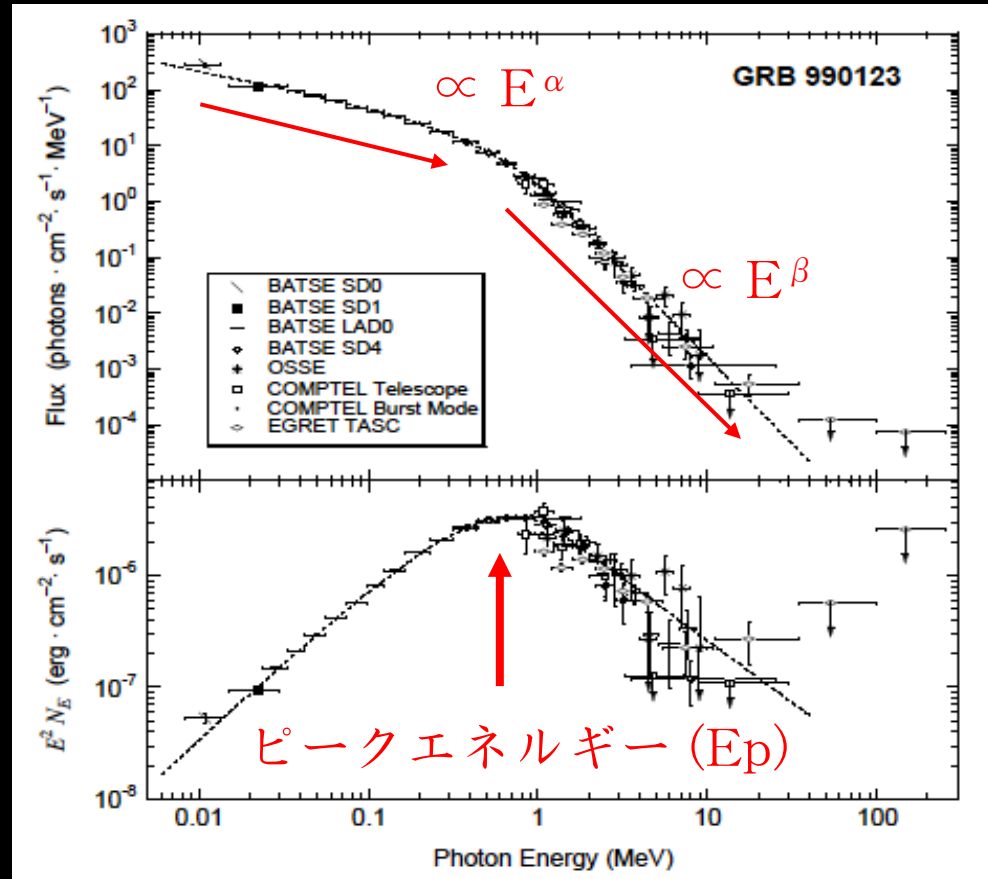
- ・ prompt emission → internal shock???
- ・ afterglow → external shock



スペクトル

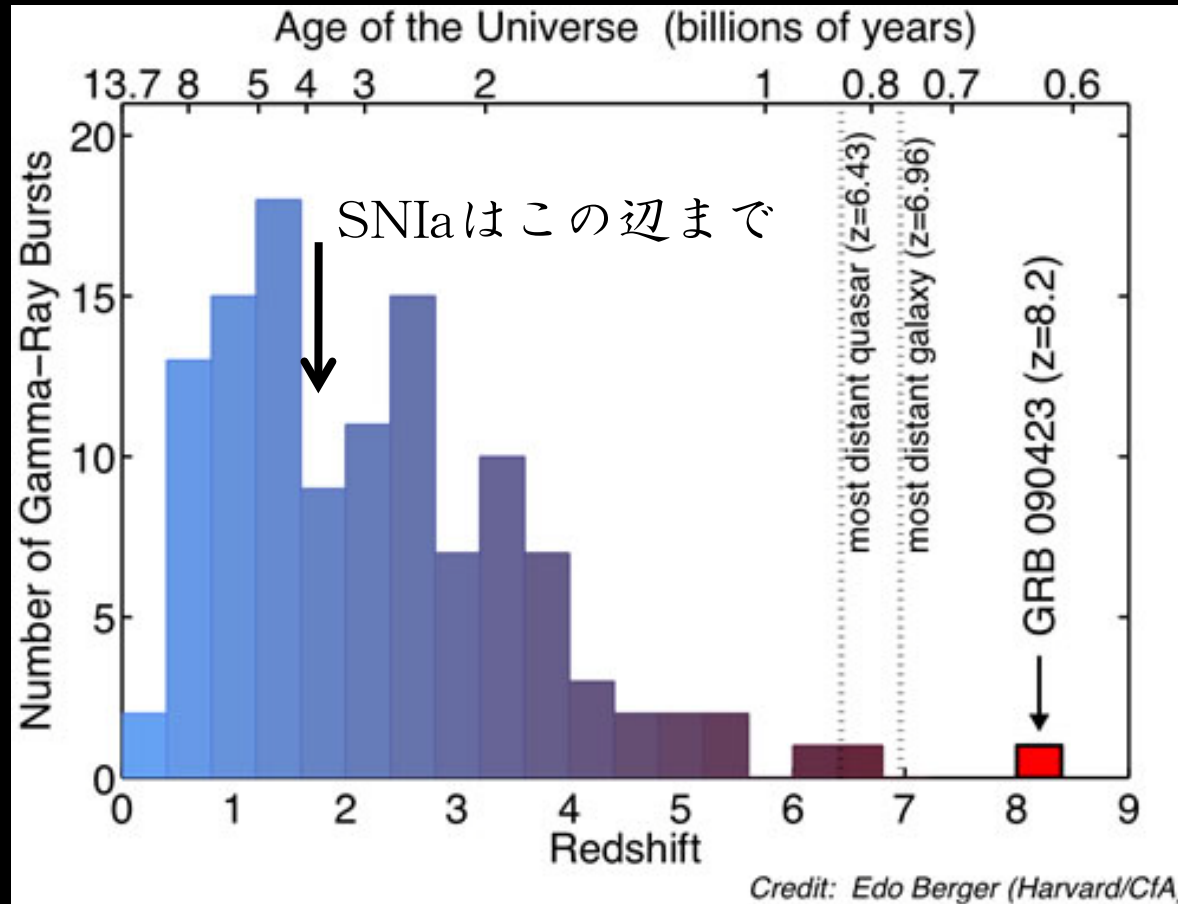
Band spectrum

- 2つのpower lawを
指数関数でつなぐ
- peak energy E_p
 $\sim 10\text{keV} - 1\text{MeV}$



redshift分布

Swift衛星によって観測されたGRBの赤方偏移分布



- ・現在のGRBの最高赤方偏移は $z = 8.2$
- ・Ia型超新星より遥かに遠方、銀河の記録も更新
- ・これからはGRBが遠方宇宙の観測をリードする？

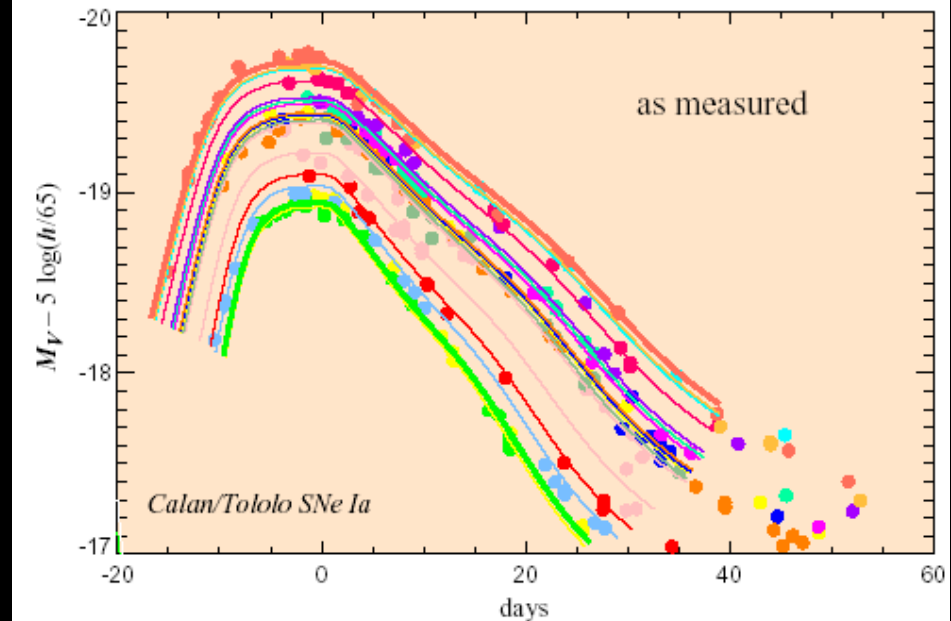
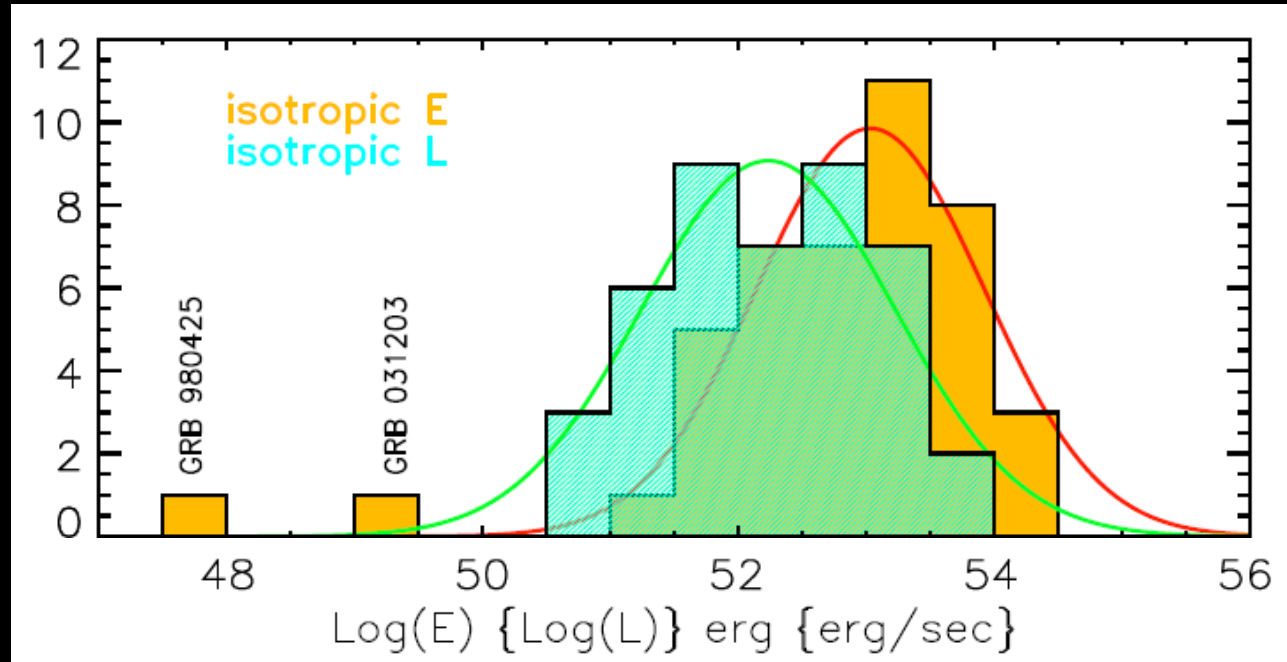
明るさ分布

明るさにかかなりのばらつきがある。
→ 標準光源にはならない？

標準光源

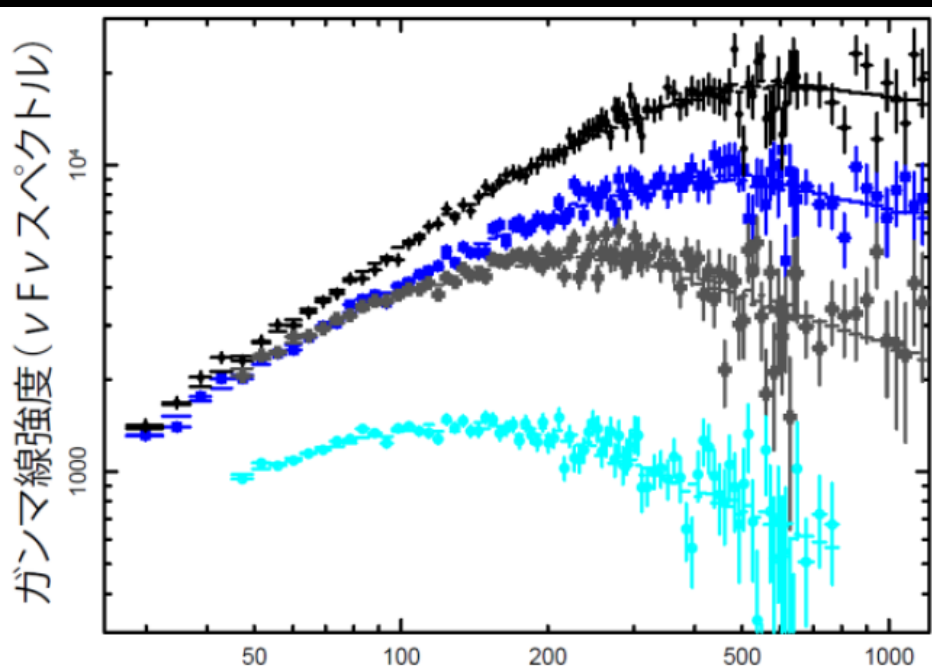
- ・セファイド
変光周期と明るさ
- ・Ia型超新星
減光時間と明るさ

GRBにもこのような相関があるのか？

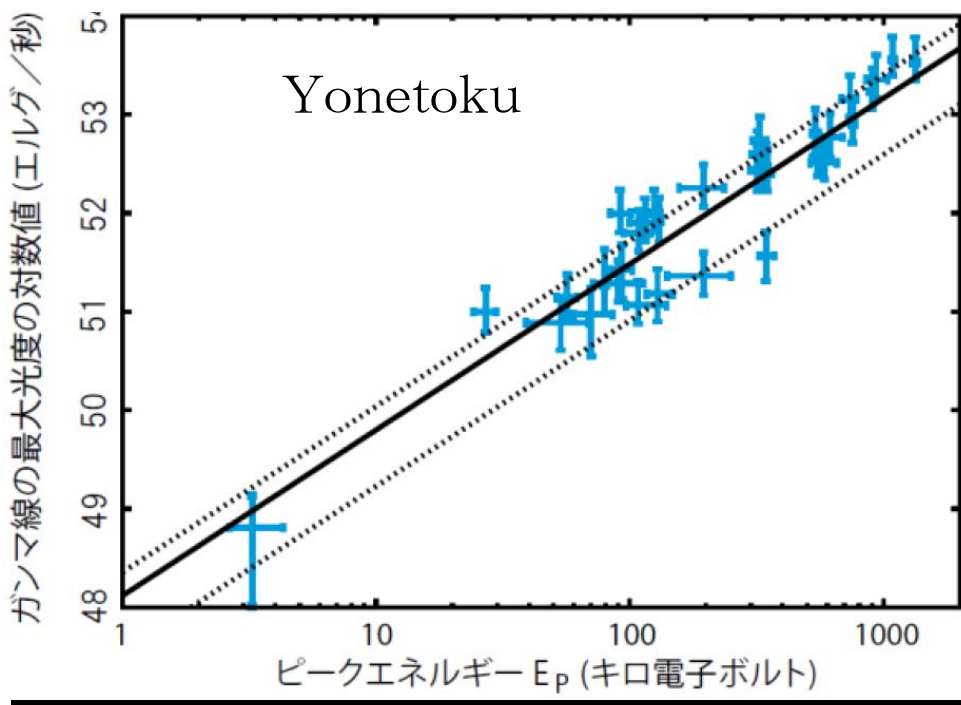
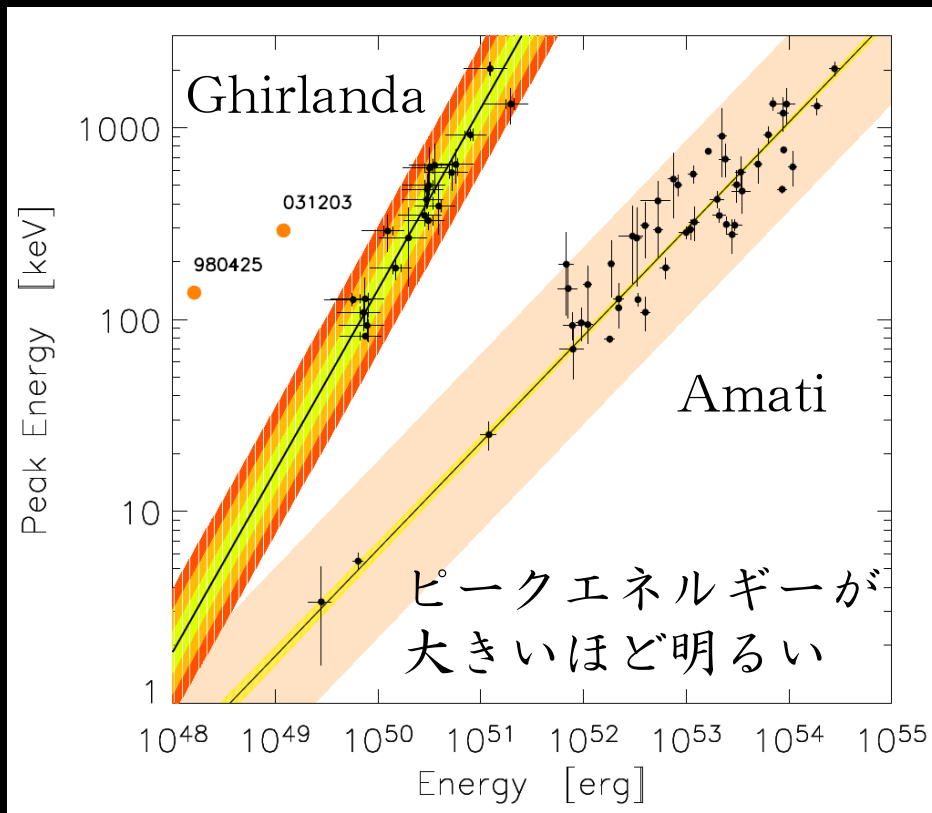


GRB sequence①

GRBの明るさとスペクトルのピークエネルギーとの相関がいくつか提唱されている。
(Amati, Ghirlanda, Yonetoku)



ガンマ線光子のエネルギー (キロ電子ボルト)



GRB sequence②

ピークエネルギーと「明るさ」の関係式

- Amati : $E_{\text{iso}} \propto E_{\text{p}}^2$

等方換算の総放出エネルギー

- Yonetoku : $L_{\text{p,iso}} \propto E_{\text{p}}^2$

ピーク光度 (1秒)

- Ghirlanda : $E_{\gamma} \propto E_{\text{p}}$

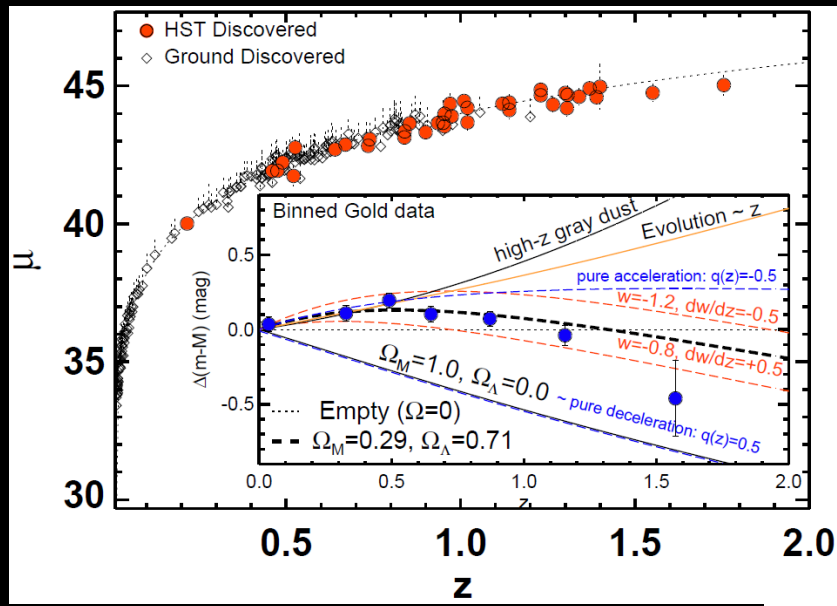
ジェットの開口角で補正した総放出エネルギー

どうしてこのような相関があるのかよくわかっていない

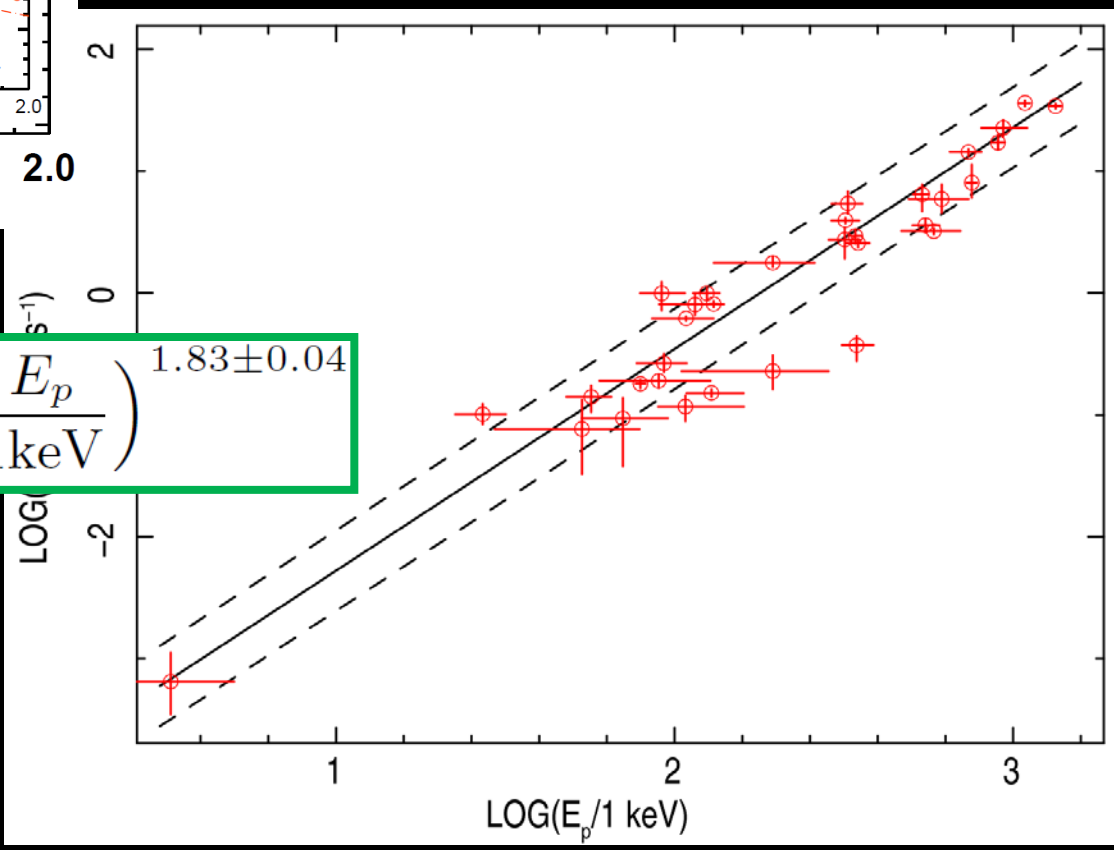
- ジェットを見込む角度の違い？
- 熱的成分が関与？

ただしこれらの関係式は宇宙論モデルを決めて得られたもの。これをそのまま使うことはできない。

関係式の確立



z < 1.5ではIa型超新星によって距離が測られている。そこでまずz < 1.5のGRBだけを使って相関を見てみる。



確かに相関はある。

$$\frac{L_p}{10^{52} \text{ erg s}^{-1}} = 10^{-4.11 \pm 0.09} \left(\frac{E_p}{1 \text{ keV}} \right)^{1.83 \pm 0.04}$$

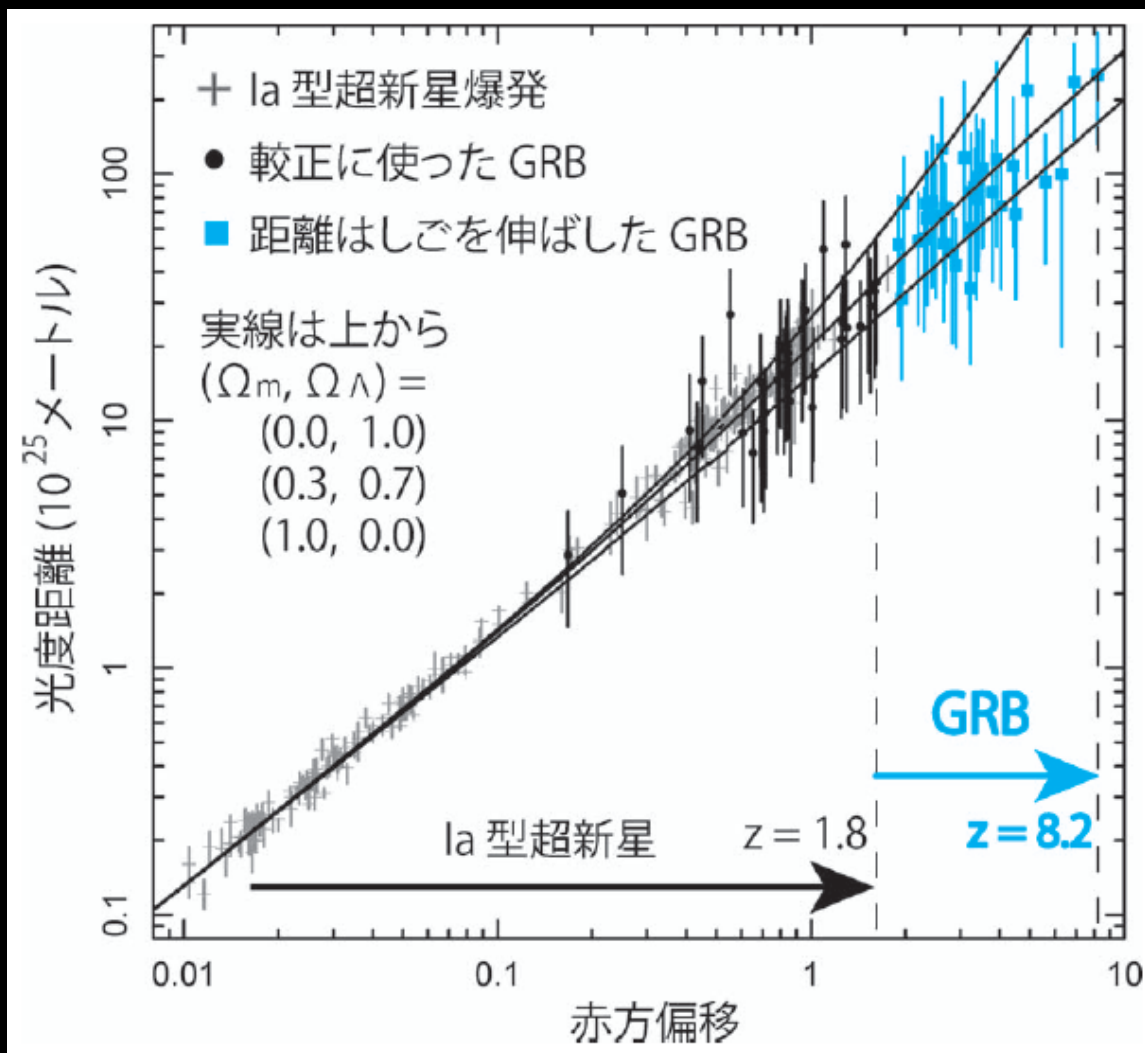
これがもっと遠方のGRBにも成り立つと仮定する。

GRB Hubble diagram

Yonetoku relationを用いたHubble diagram

Tsutsui, KT et al., 2009

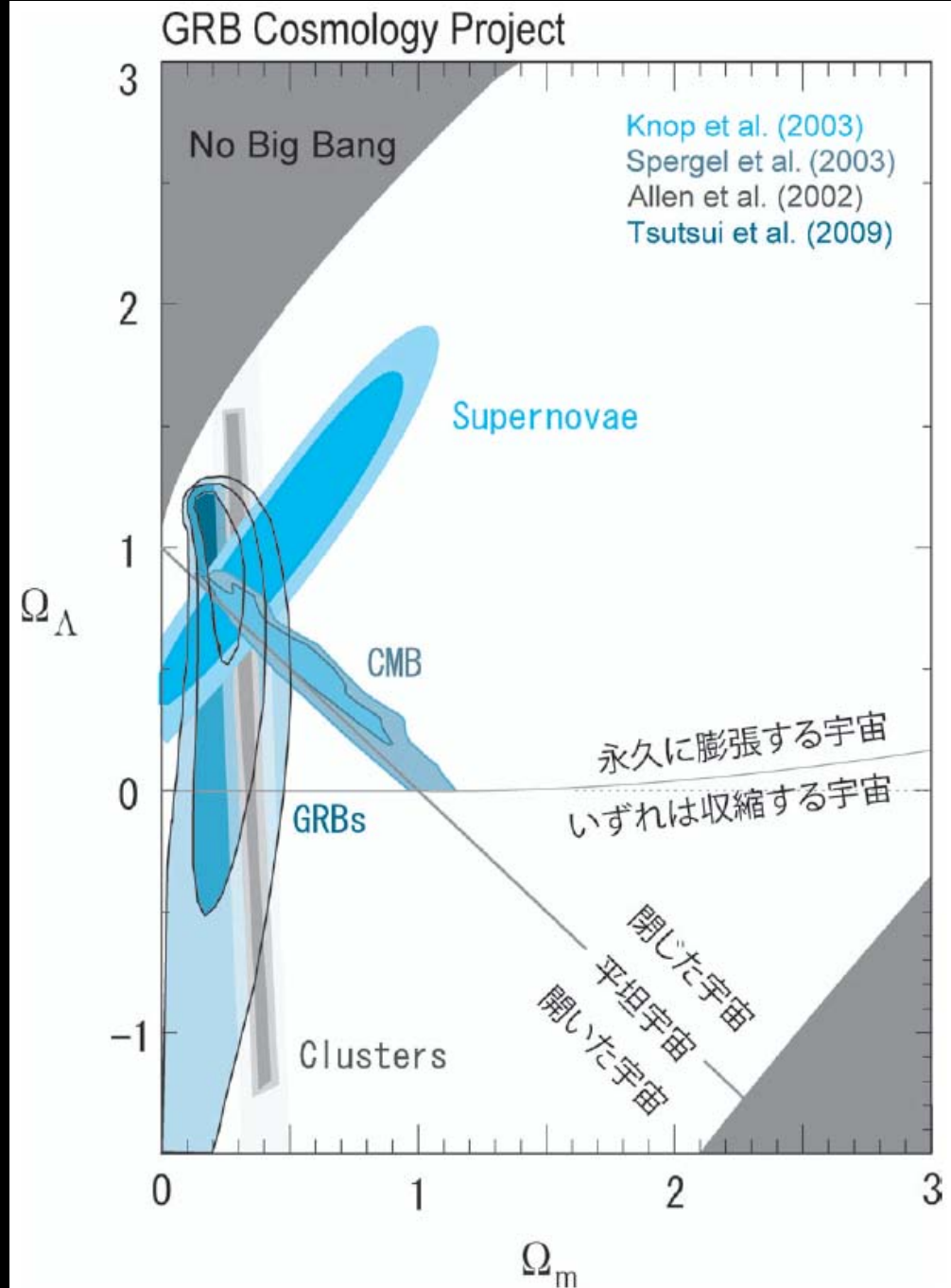
- $z < 1.5 \rightarrow 33$ 個
- $z > 1.5 \rightarrow 30$ 個
- SNIaより数が少なく
誤差も大きい
が遙かに遠くまで
距離を測定



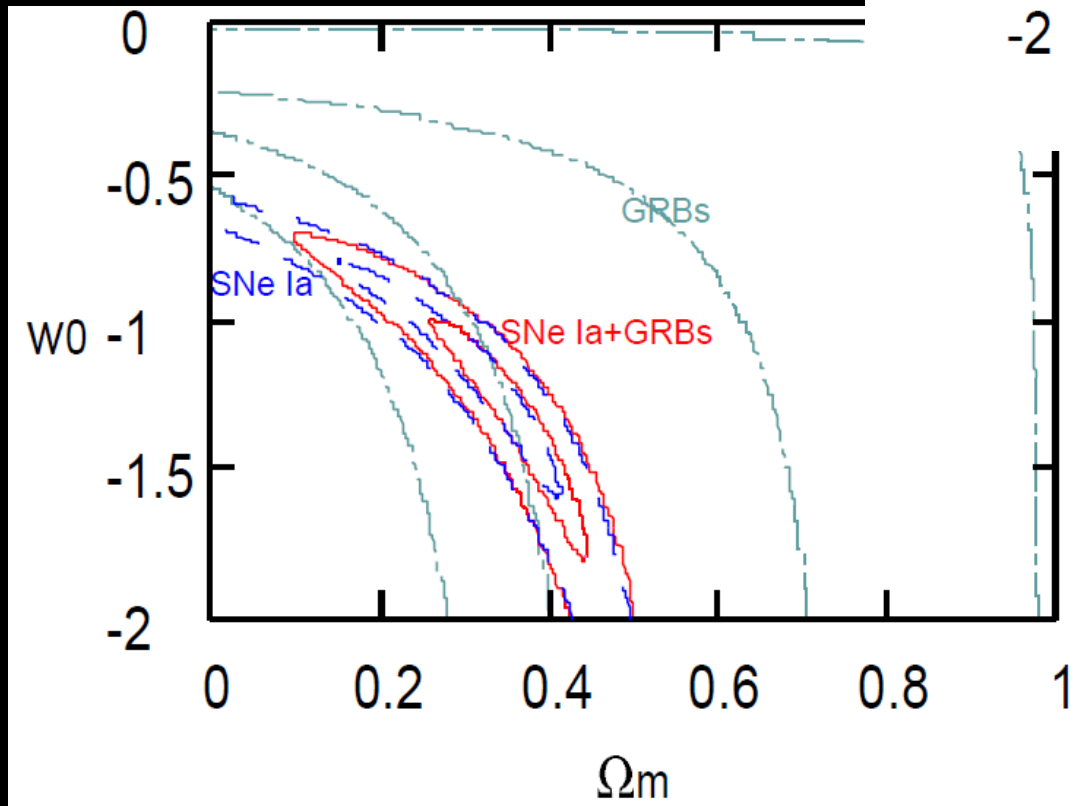
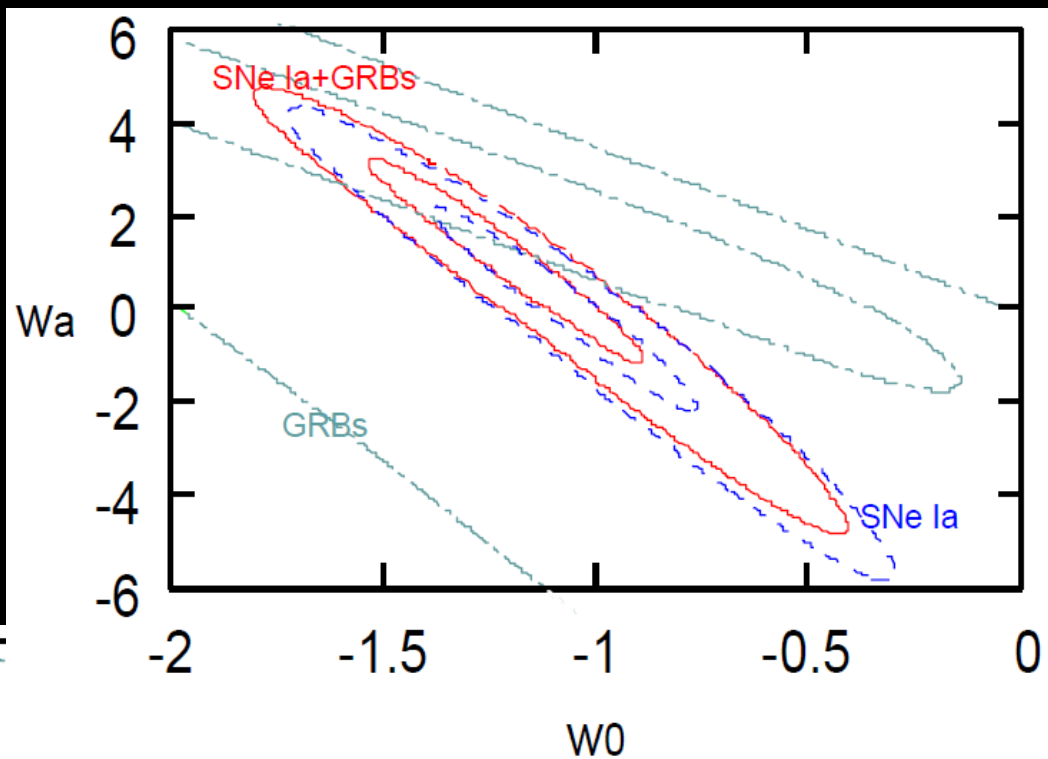
GRBによる制限①

contourの形がGRBとSNIaで異なる。重ねると制限が強くなる。まだGRBの数も少なく精度もよくないのであまり強い制限にはならない。

しかしSNIaの2003年程度のレベルには到達している！



GRBによる制限②



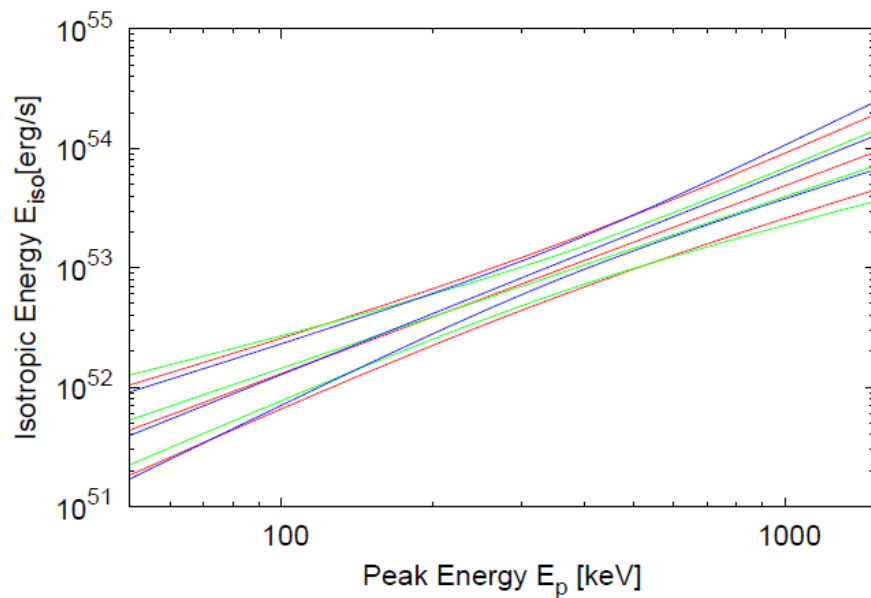
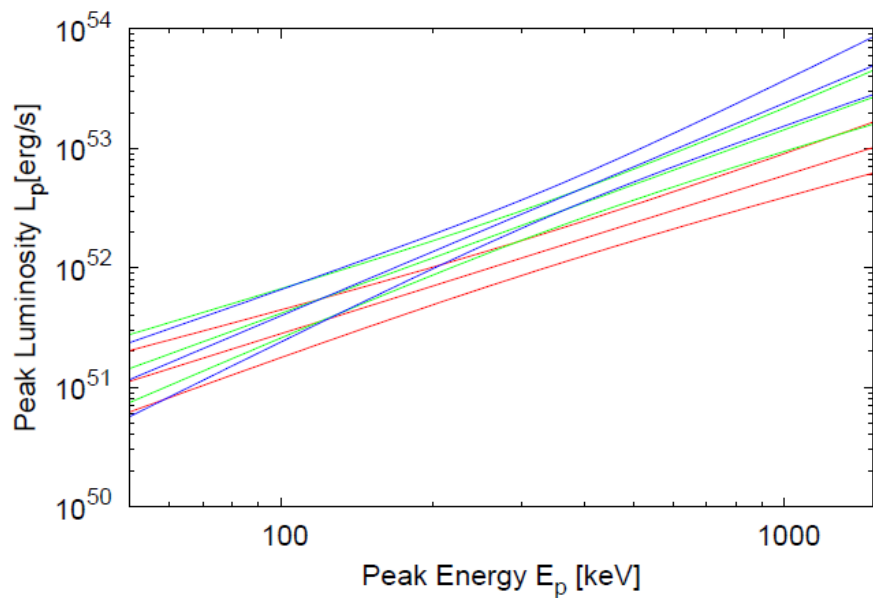
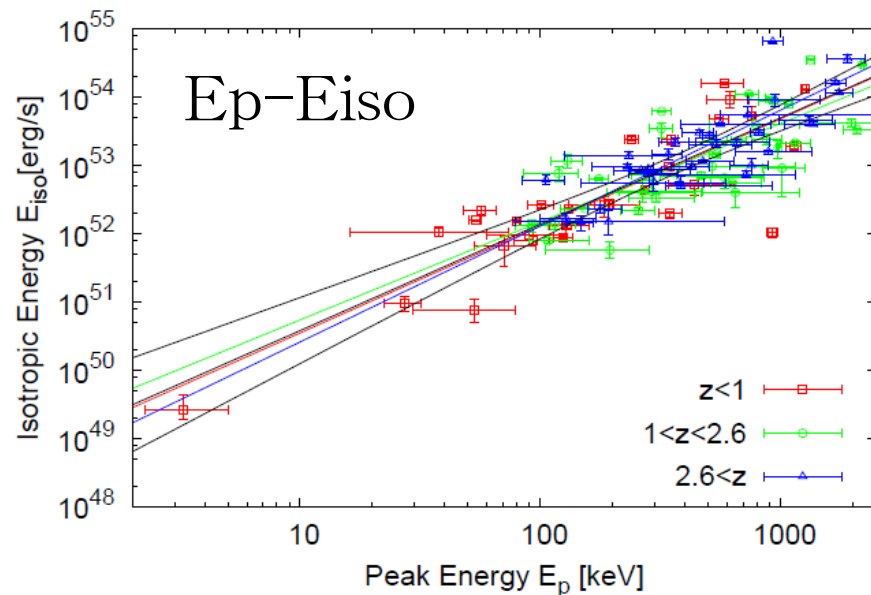
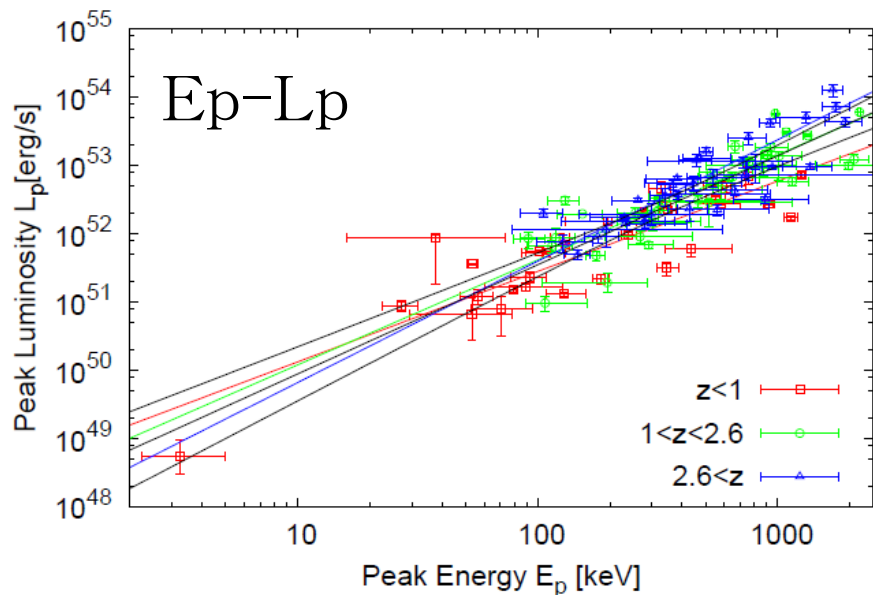
最近の発展

どうしたらもっと強い制限をつけられるか？

- ・ 統計誤差を減らす → GRB の数を増やす
 - じっと待つ
 - 新しい衛星を作る
- ・ 系統誤差を減らす
 - 進化効果 (Yonetoku, KT et al., 2010)
 - 検出器による threshold 効果 (Yonetoku, KT et al., 2010)
 - 新たな関係式を探す (Tsutsui, KT et al., 2009)
 - よいデータだけを使う (Tsutsui, KT et al., 2010)

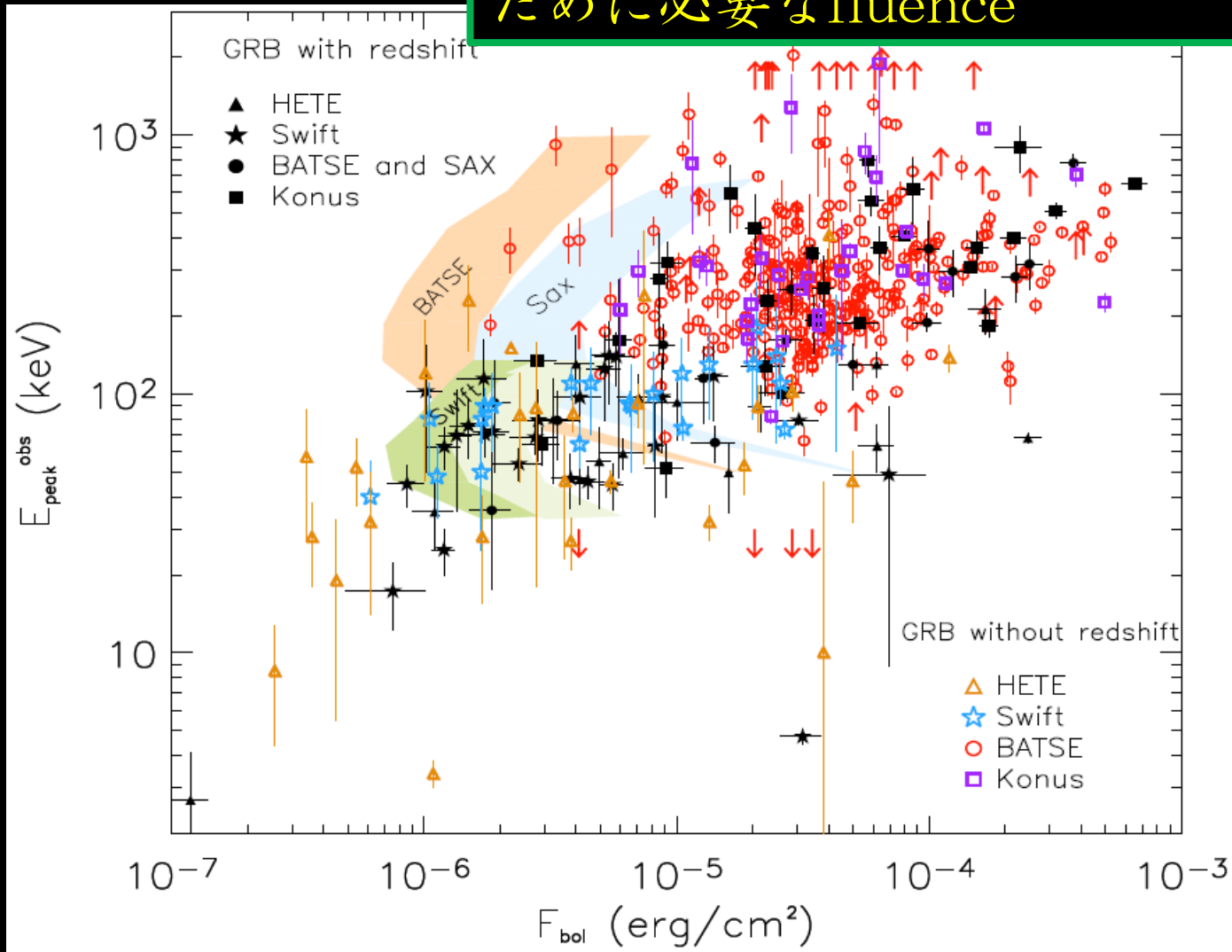
進化効果

redshiftに応じて3グループに分ける。



spectral threshold

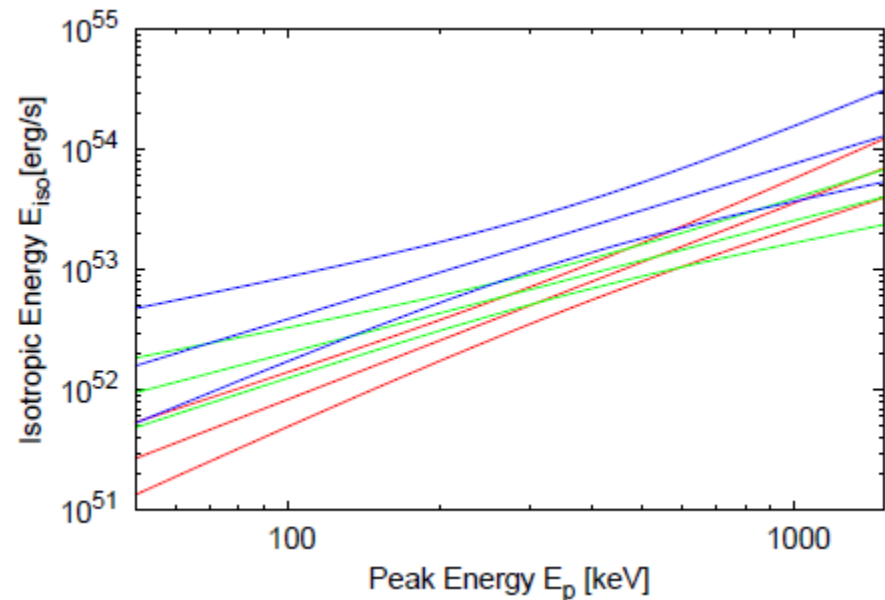
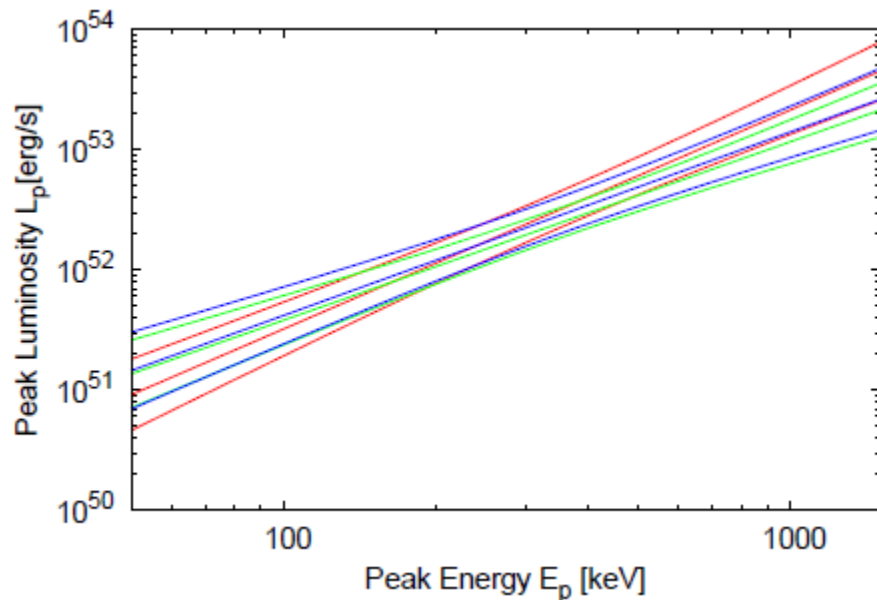
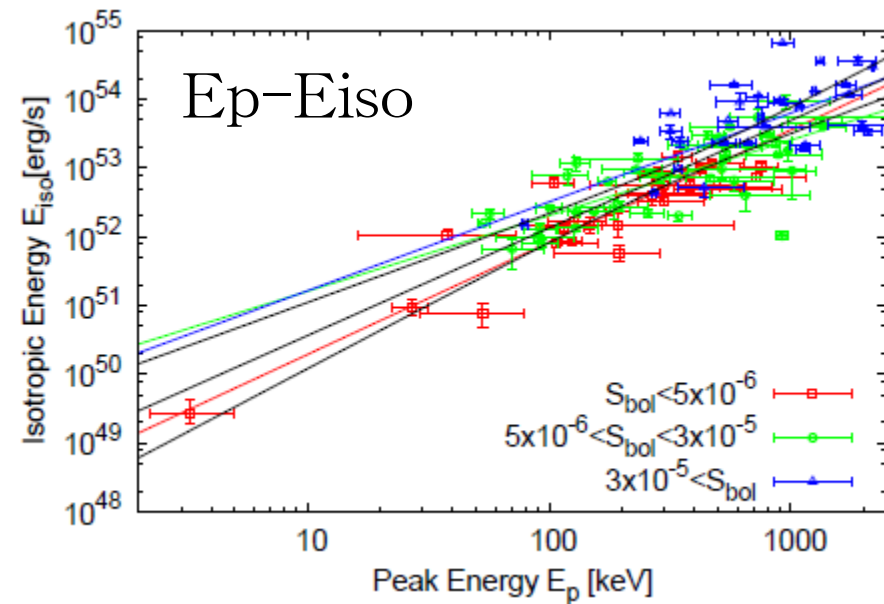
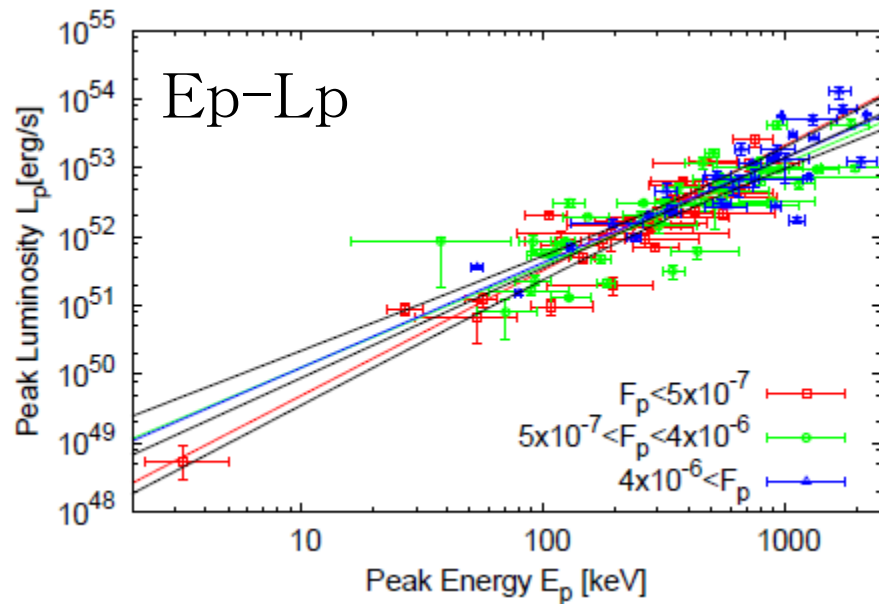
スペクトルがちゃんと観測できる
ために必要なfluence



- どの検出器も似たような感度
- 検出できるエネルギー領域の違いと狭さ

threshold効果

flux, fluenceに応じて3グループに分ける。
最も暗いグループはだいたいthresholdぎりぎり。



2つの結果のまとめ

	evolution	threshold
Ep-Lp	あり	なし
Ep-Eiso	なし	あり

- ・ 物理的原因はよくわかっていない
- ・ 工夫すれば取り除けるかどうか解析中
- ・ 最終的には系統誤差として受け入れなければいけないかもしれない

新たな関係式の模索

luminosity time

$$tL = E_{iso}/L_p$$

を導入。

E_p - L_p - tL

の関係式を見てみると

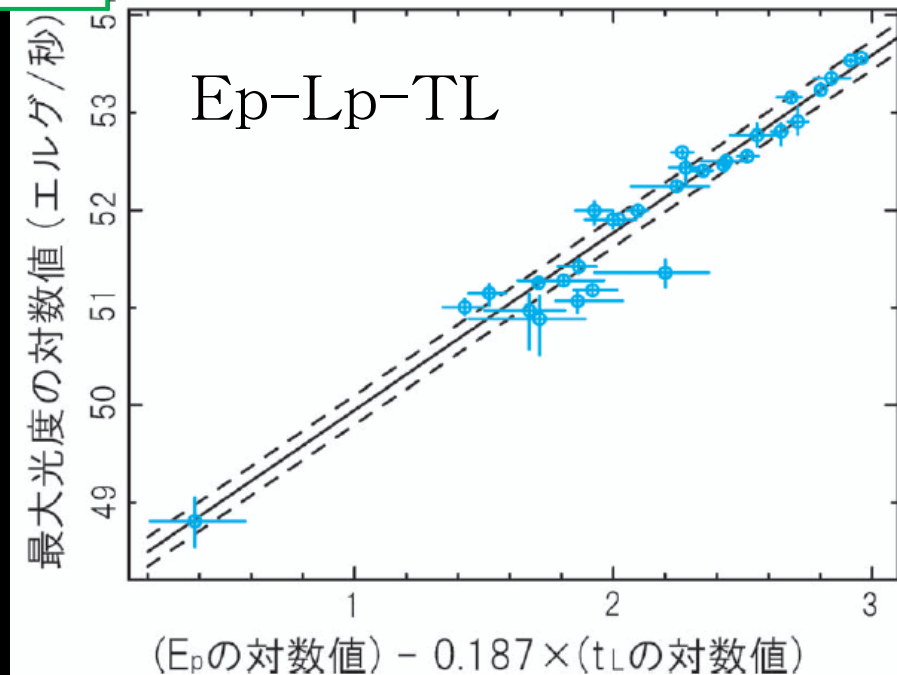
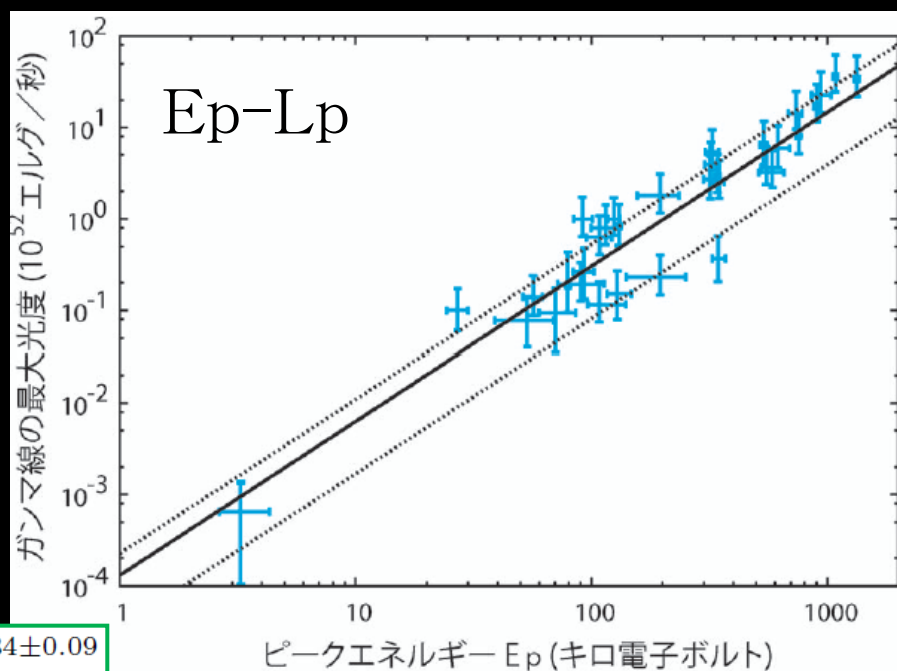
$$\frac{L_p}{10^{52} \text{ erg s}^{-1}} = 10^{-3.87 \pm 0.19} \left(\frac{E_p}{1 \text{ keV}} \right)^{1.82 \pm 0.08} \left(\frac{tL}{1 \text{ s}} \right)^{-0.34 \pm 0.09}$$

より強い相関が見られた。

系統誤差

factor 2.2 \rightarrow 1.4

この関係式の evolution、
threshold effect はまだ
調べてません・・・。



よいデータだけを使う①

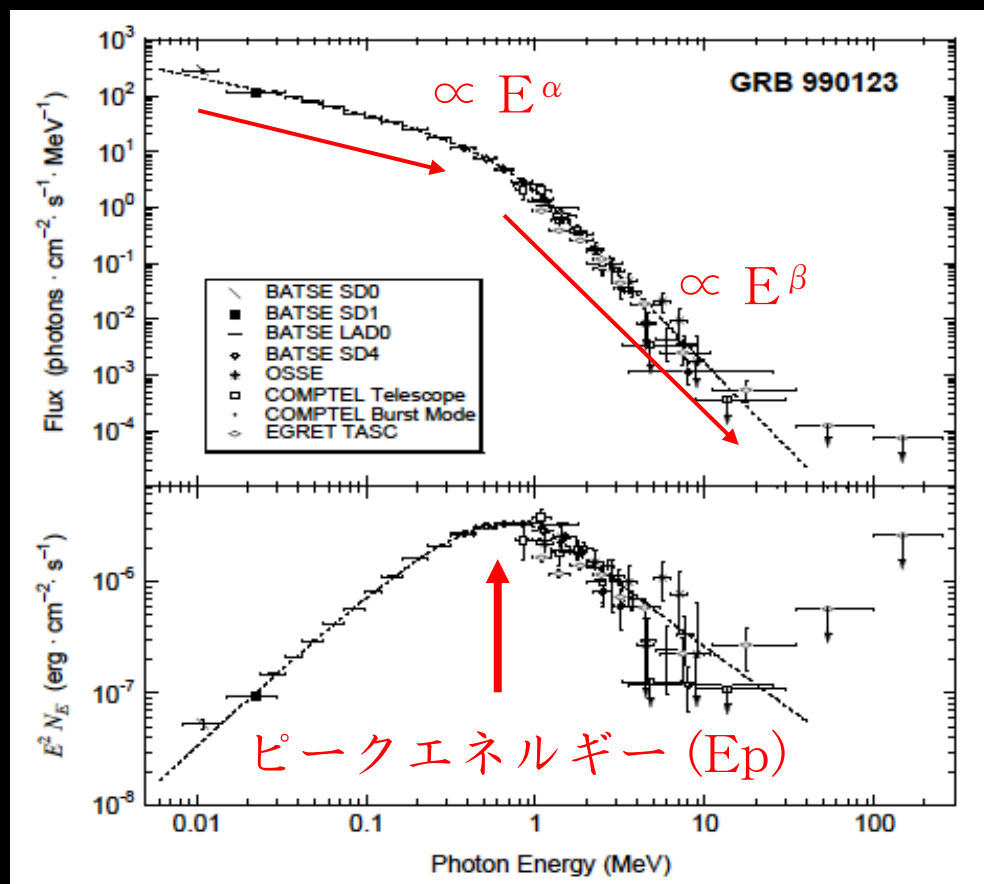
もともと L_p は

$$F_{p,bol} = P_{p,obs} \times \frac{\int_{1/(1+z)}^{10,000/(1+z)} E \times N(E) dE}{\int_{E_{min}}^{E_{max}} N(E) dE} \quad (\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1})$$

$$L_p = 4\pi d_L^2 F_{p,bol} \quad (\text{erg s}^{-1})$$

と計算していた
(Eisoも同様)。
したがってスペクトルの
形がわかっていなければ
ならない (α 、 β 、 E_p)。

しかし・・・

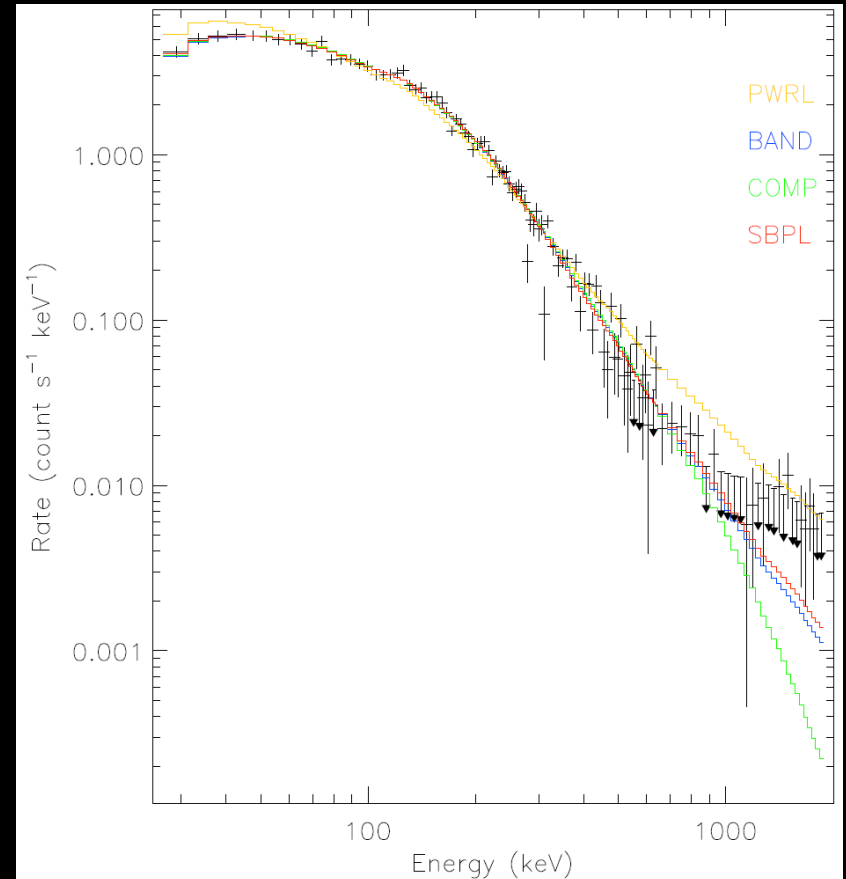
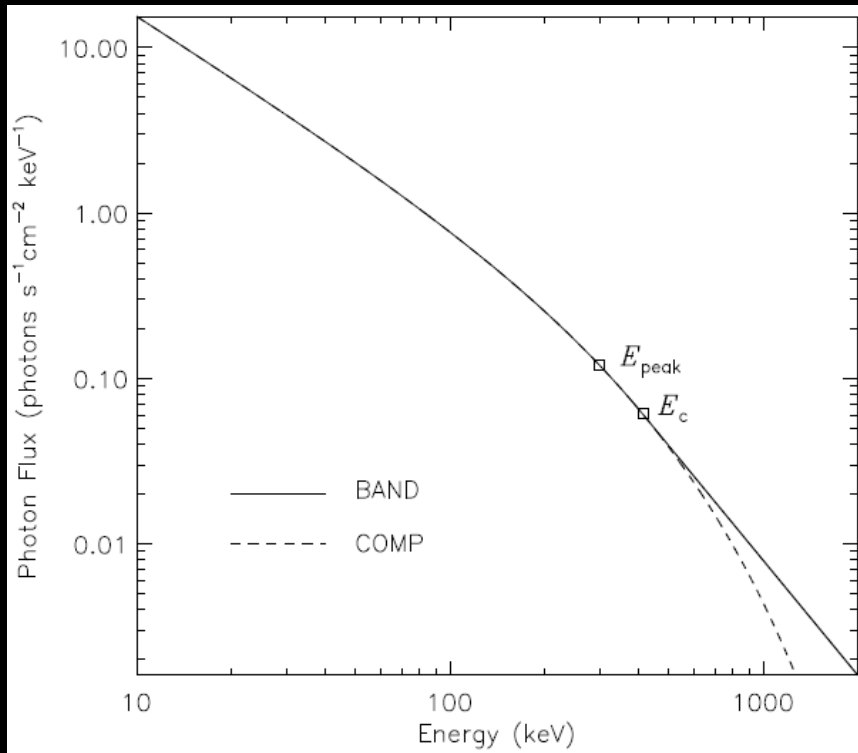


よいデータだけを使う②

- ・ 暗いGRB
- ・ E_p が検出器のエネルギー領域上限に近い
→
 - β が決まらない

- cutoff power lawでfit
この場合典型的なBand function ($\beta = -2.25$)を仮定するのが普通。

このような扱いは
系統誤差を生むだろう。



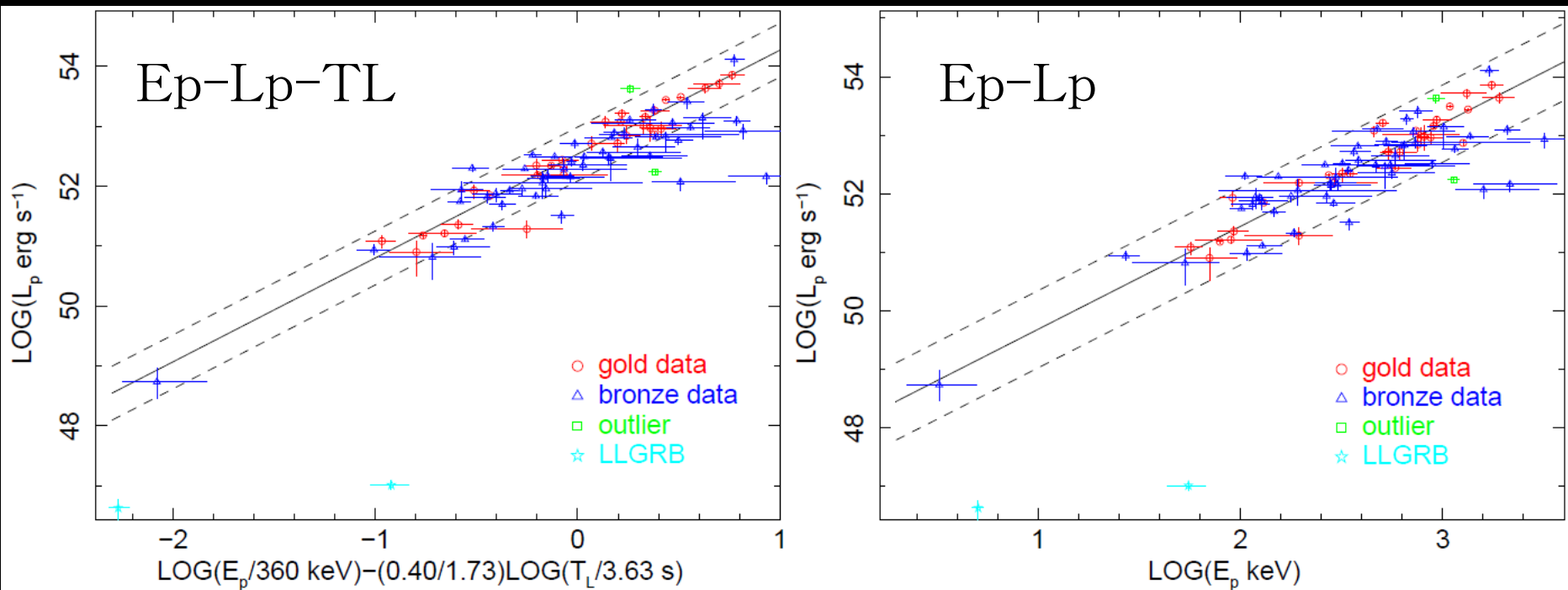
よいデータだけを使う③

そこで

gold sample : スペクトルが観測的に完全に確定 (40個)

bronze sample : 足りない情報がある (65個)

に分けて解析 (in progress)。



gold sampleは明らかに分散が小さい

将来の予測

将来のデータを想定して
モンテカルロ
シミュレーション。
(Tsutsui, KT et al. 2009)

GRB

150個 (40個)

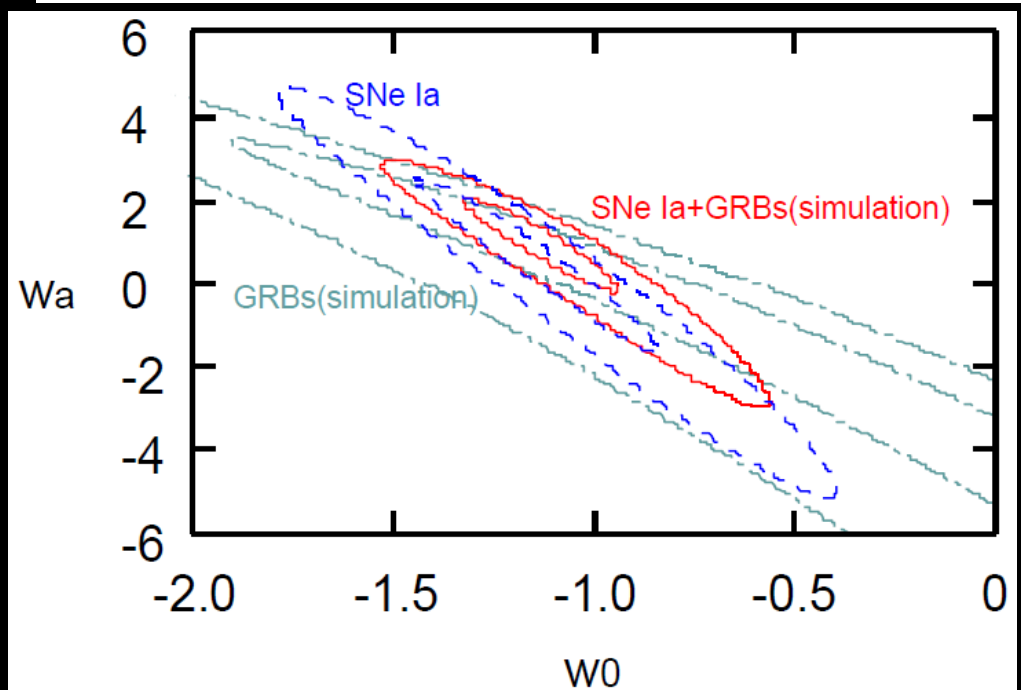
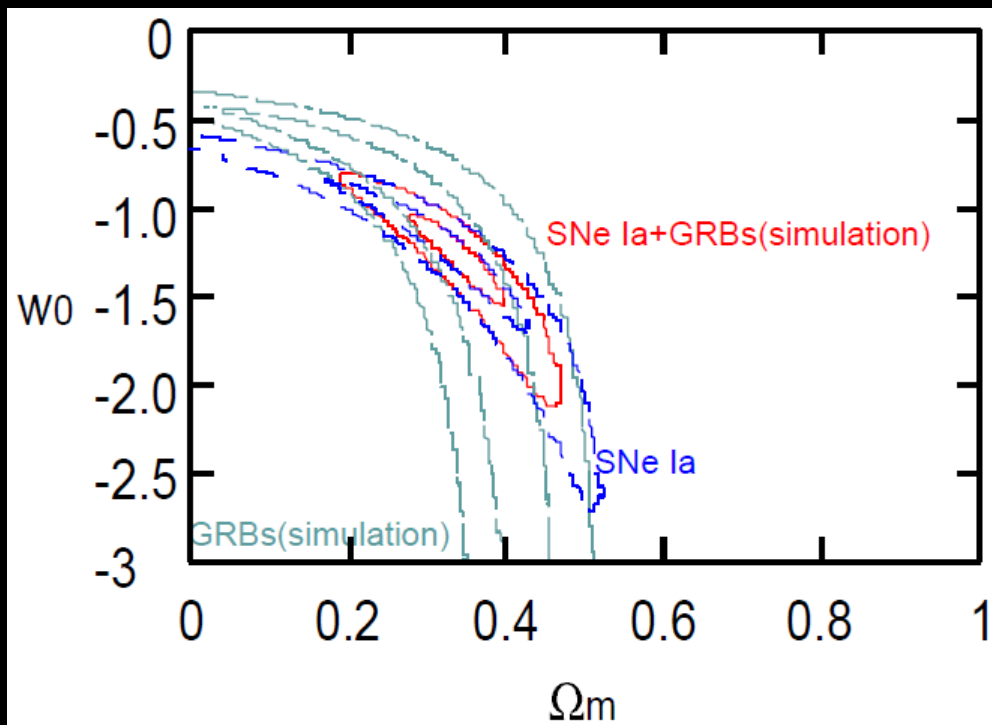
関係式の系統誤差

30% (40%)

E_p , fluxの観測誤差

20% (20%)

暗黒エネルギーの性質に
対してIa型超新星だけより
強い制限が得られるだろう。

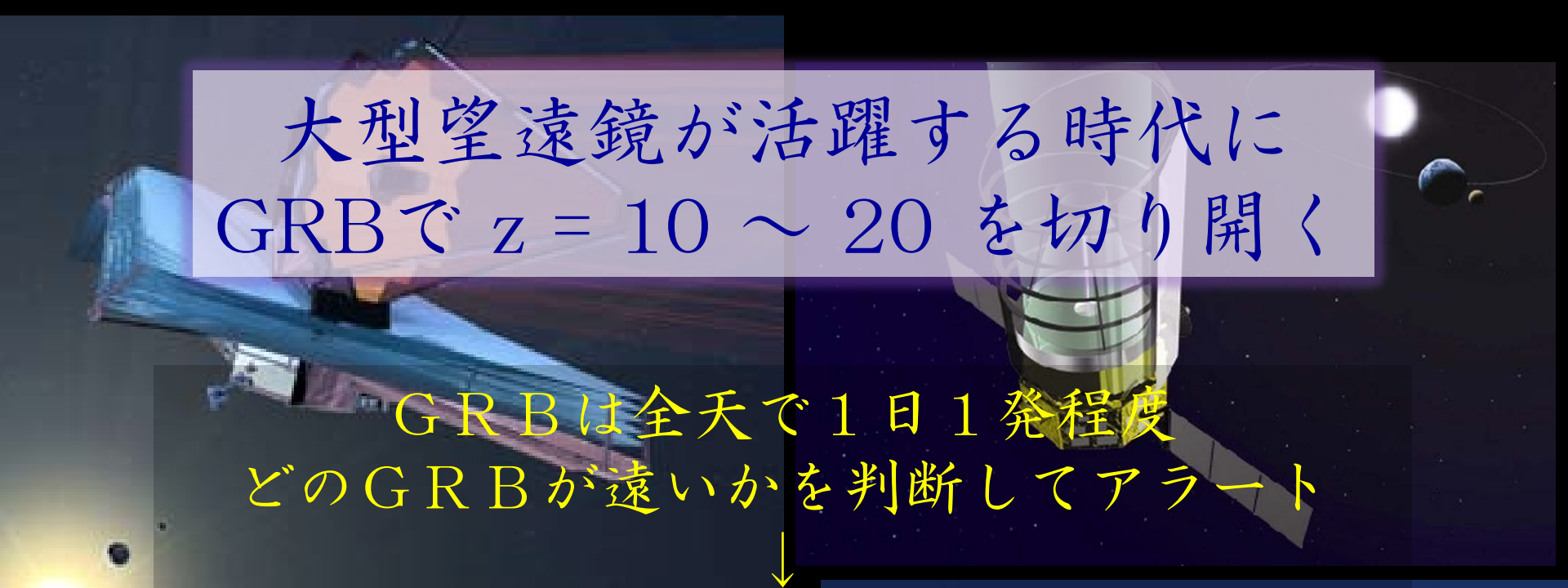


まとめ

GRBで暗黒エネルギーを探る

- ・ ピークエネルギーと「明るさ」の相関
→ これによってGRBを標準光源として使用可能
- ・ cosmic distance ladderをもう1つ伸ばす
三角測量 → セファイド → Ia型超新星 → GRB
- ・ GRBによって暗黒エネルギーの時間変化を探ることができるようになる
→ 暗黒エネルギーの正体にせまる
- ・ distance ladderの方法だけで宇宙論パラメータを決める
→ CMB・BAOなどのクロスチェック
- ・ 今のところGRBの数が少ない
→ 将来は数がどんどん増えるだろう
- ・ 系統誤差を理解する努力をする

4、将来計画

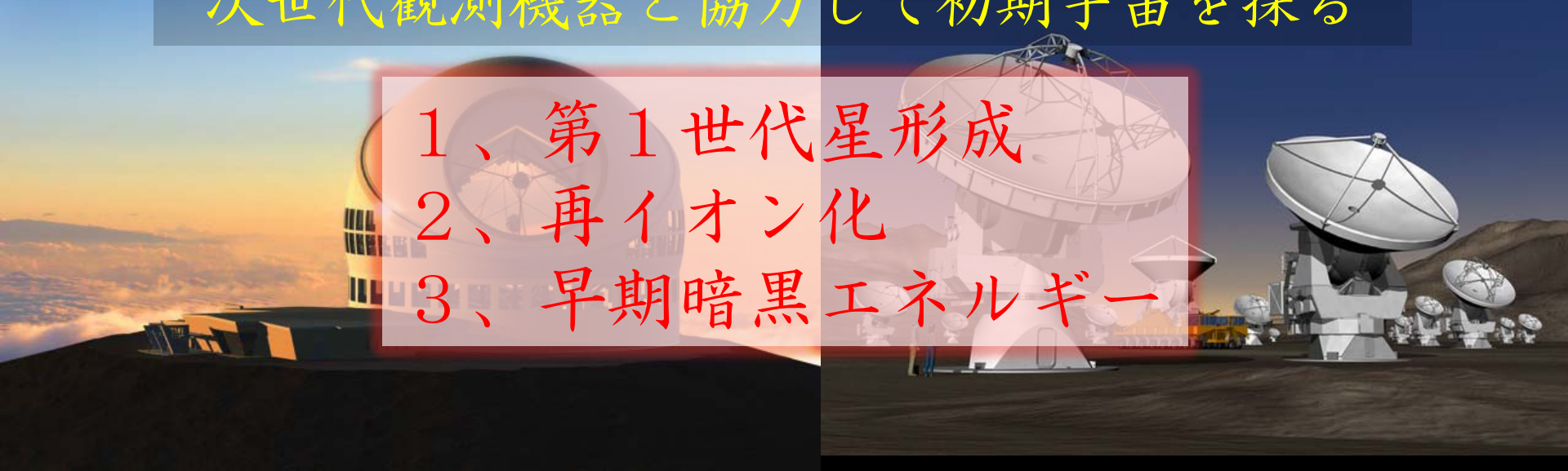


大型望遠鏡が活躍する時代に
GRBで $z = 10 \sim 20$ を切り開く

GRBは全天で1日1発程度
どのGRBが遠いかを判断してアラート



ALMA・SKA・JWST・SPICA・TMTなど
次世代観測機器と協力して初期宇宙を探る

- 
- 1、第1世代星形成
 - 2、再イオン化
 - 3、早期暗黒エネルギー

ガンマ線バーストで狙う $z = 20$ の超初期宇宙

X線・ γ 線：

米徳大輔、村上敏夫（金沢大）

谷森達、黒澤俊介（京都大）、郡司修一（山形大）

赤外線：

沖田博文（東北大）、松浦周二（ISAS/JAXA）

衛星：

坂井真一郎（ISAS/JAXA）

理論：

筒井亮、中村卓史、井上進（京都大）

高橋慶太郎（名古屋大）、中島正裕（東京大）

井岡邦仁、水田晃、川中宣太（KEK）

Gamma

high-z GRB ($z > 10$) を検出し、
宇宙論を推進するためには

- 遠方で発生した暗い GRB でも方向決定ができる
X線・ガンマ線検出器の搭載
- Swift のように、すぐにフォローアップ観測ができる
近赤外線・可視光望遠鏡の搭載
- 1 MeV 程度まではスペクトルが測定でき、
Ep, Flux, Fluence を決定できる検出器の搭載

宇宙再電離の時期を決定

金属元素量の測定、第一世代星か？

GRB独自で (Ω_m, Ω_Λ) の制限

GRB	z	Epeak (keV)	Fluence (15-150 keV) (erg/cm ²)	Peak Flux (ph/cm ² /s)
090423A	8.3	82 +/- 15	(5.9 +/- 0.4) x 10 ⁻⁷	1.7 +/- 0.2
080913	6.7	131 (+225, -48)	(5.6 +/- 0.6) x 10 ⁻⁷	1.4 +/- 0.2
050904	6.3	436 (+335, -151) !?	(4.8 +/- 0.2) x 10 ⁻⁶	0.6 +/- 0.2
060927	5.6	72 (+25, -11)	(1.1 +/- 0.1) x 10 ⁻⁶	2.7 +/- 0.2
060510B	4.9	95 +/- 60	(4.1 +/- 0.2) x 10 ⁻⁶	0.6 +/- 0.1
060223A	4.4	71 (+100, -10)	(6.7 +/- 0.5) x 10 ⁻⁷	1.4 +/- 0.2
060206	4.0	75 +/- 20	(8.3 +/- 0.4) x 10 ⁻⁷	2.8 +/- 0.2

z = 20 では...

- Epeak は 20~50 keV 程度
- Fluence としては BAT でも十分検出可能
- ピークフラックスが低い 0.1 photon/cm²/sec くらいがほとんど

方向決定のためには光子統計が重要

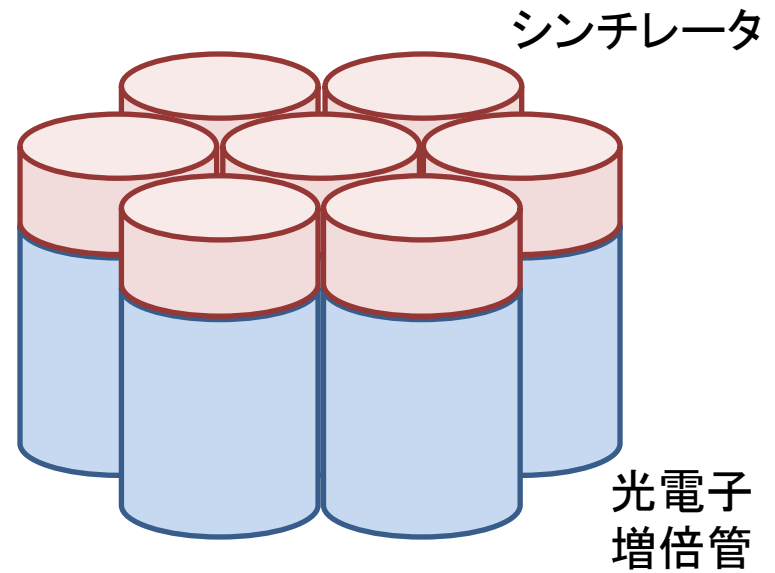
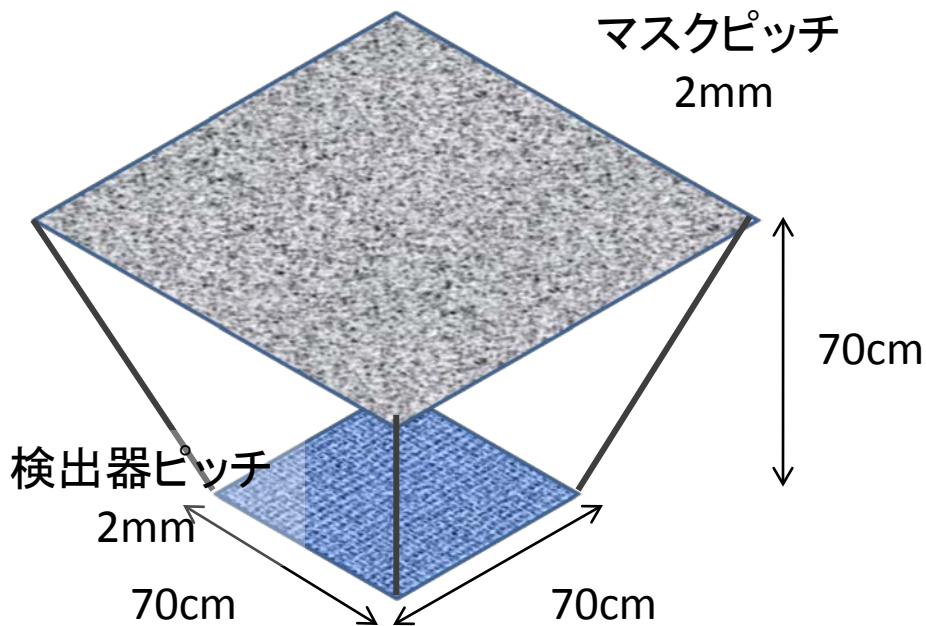
BAT より低エネルギー側へ感度を伸ばす (ex. 1 ~ 50 keV)

GRB	z	E _{peak} (keV)	Fluence (5- 50 keV) (erg/cm ²)	Peak Flux (ph/cm ² /s)
090423A	20	36 +/- 7	(2.6 +/- 0.2) x 10 ⁻⁷ ✓	0.3 +/- 0.1 ✓
080913	20	48 (+83, -18)	(2.1 +/- 0.2) x 10 ⁻⁷ ✓	0.2 +/- 0.1 ✓
050904	20	152 (+116, -52) !?	(1.7 +/- 0.1) x 10 ⁻⁶ ✓	0.1 +/- 0.1 ▲
060927	20	23 (+8, -3)	(0.3 +/- 0.1) x 10 ⁻⁶ ✓	0.3 +/- 0.1 ✓
060510B	20	27 +/- 17	(1.2 +/- 0.1) x 10 ⁻⁶ ✓	0.1 +/- 0.1 ▲
060223A	20	18 (+26, -3)	(1.7 +/- 0.1) x 10 ⁻⁷ ✓	0.1 +/- 0.1 ▲
060206	20	18 +/- 5	(2.0 +/- 0.1) x 10 ⁻⁷ ✓	0.2 +/- 0.1 ✓

z = 20 では...

- E_{peak} は 20 ~ 50 keV 程度
- Fluence としては BAT でも十分検出可能
- ピークフラックスが低い 0.1 photon/cm²/sec くらいがほとんど

方向決定のためには光子統計が重要
 BAT より低エネルギー側へ感度を伸ばす (ex. 1 ~ 50 keV)



GRB宇宙論と距離指標

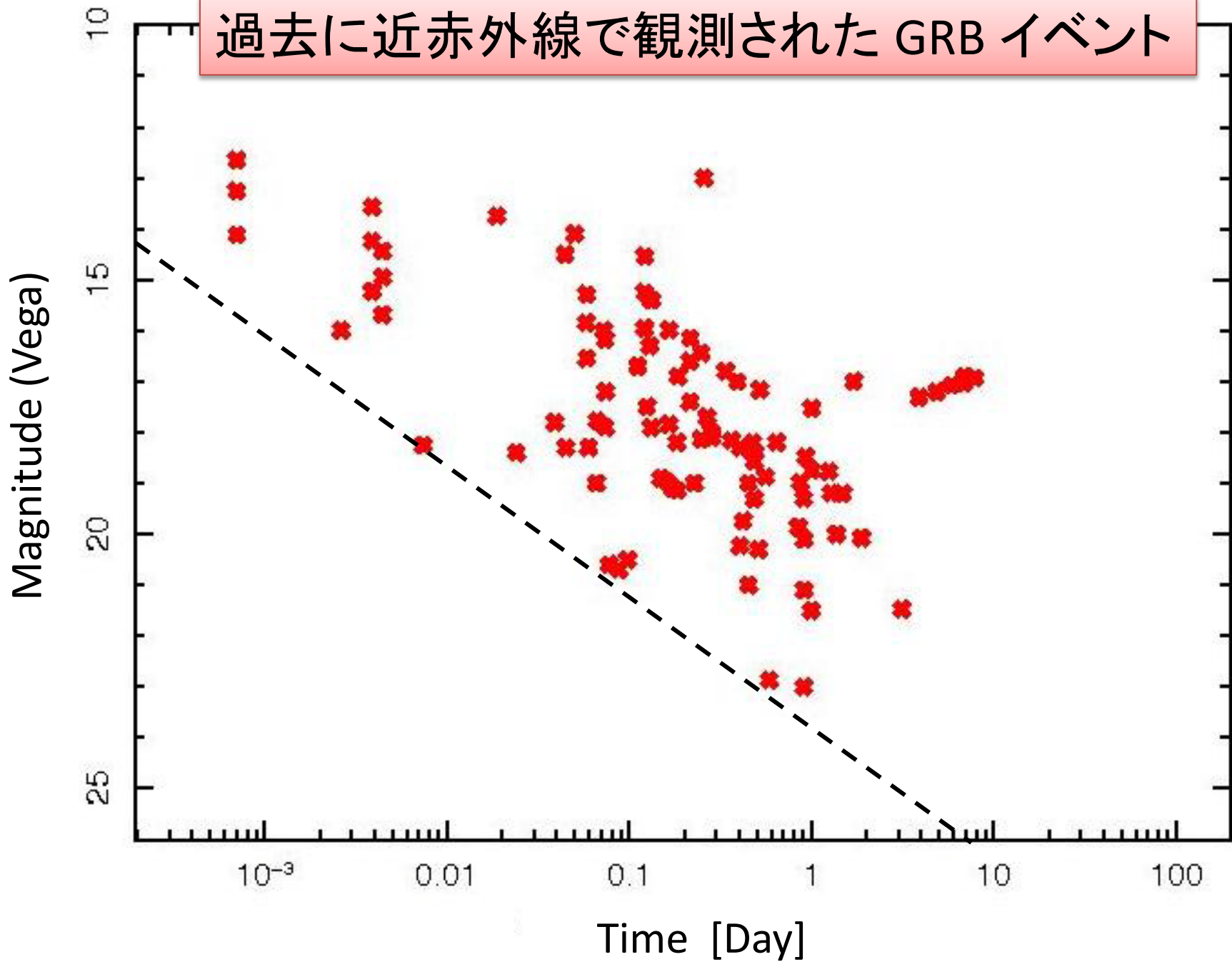
Type Ia SNe、BAO など ($z < 2$) と相補的なGRB 宇宙論を展開する

- 30 keV – 1 MeV 程度の帯域で
- スペクトルをきちんと測定する (E_p , α , β , フラックス)
 - 時間変動をきちんと捉える (\log , V , 16msec は必要)

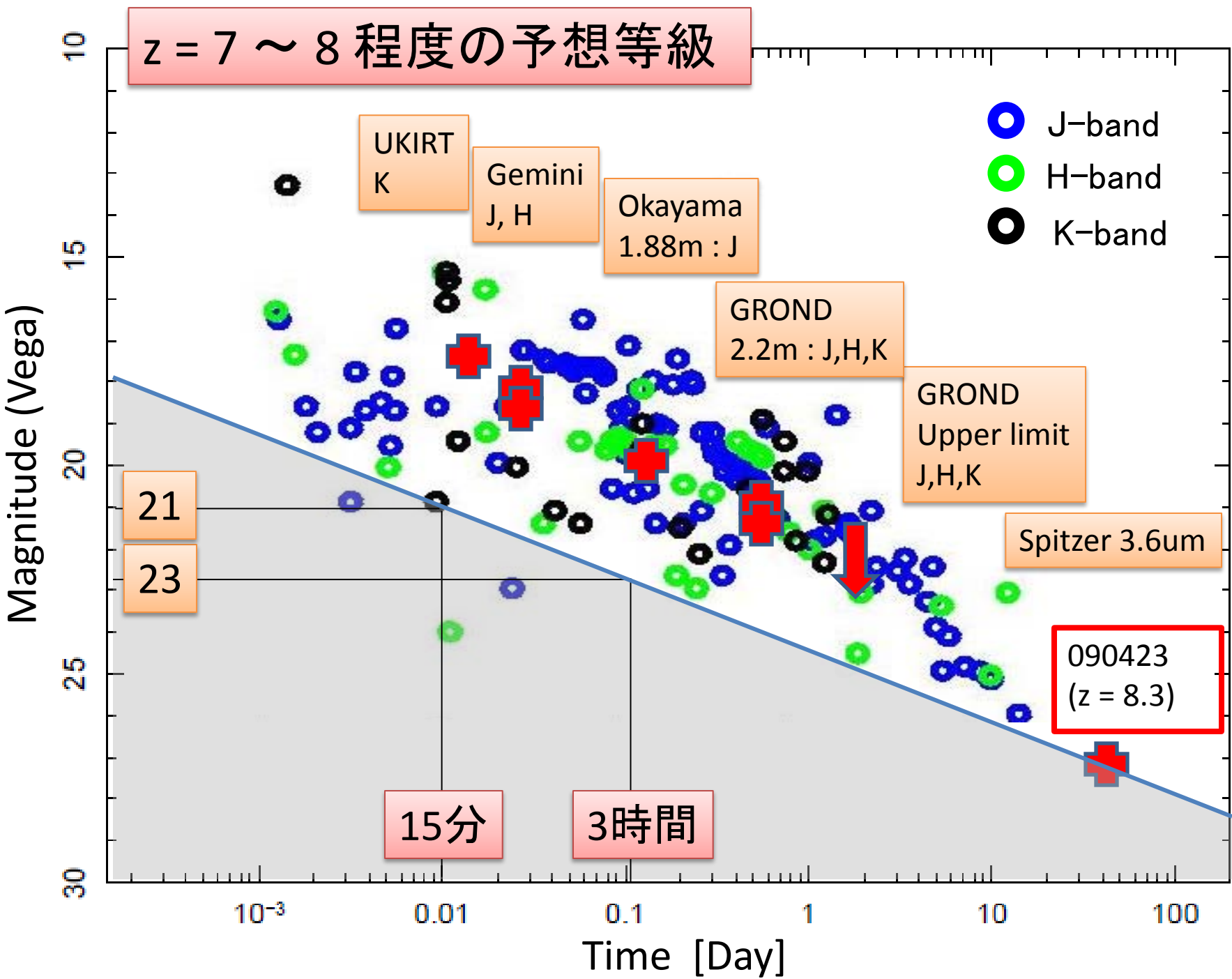
エネルギー範囲	1 – 50 keV 程度
視野	1 – 2 str 程度
方向決定	幾何学的形状で 10 arcmin より良い精度
有効面積	5000cm ² (70cm x 70cm) (半分はマスクで隠れる)
検出器	2 x 2mm (CdTe ? MPPC ? ガス?)
マスクパターン	2 x 2mm

NIR

過去に近赤外線で観測された GRB イベント



z = 7 ~ 8 程度の予想等級



$z = 20$ の予想等級

- GRB検出後、5分以内に観測を開始
- 15分以内にKドロップを検出
- すぐにTMT, ALMA, SPICAへ連絡し、3時間後くらいから観測

Magnitude (Vega)

- K-band
- L-band
- M-band

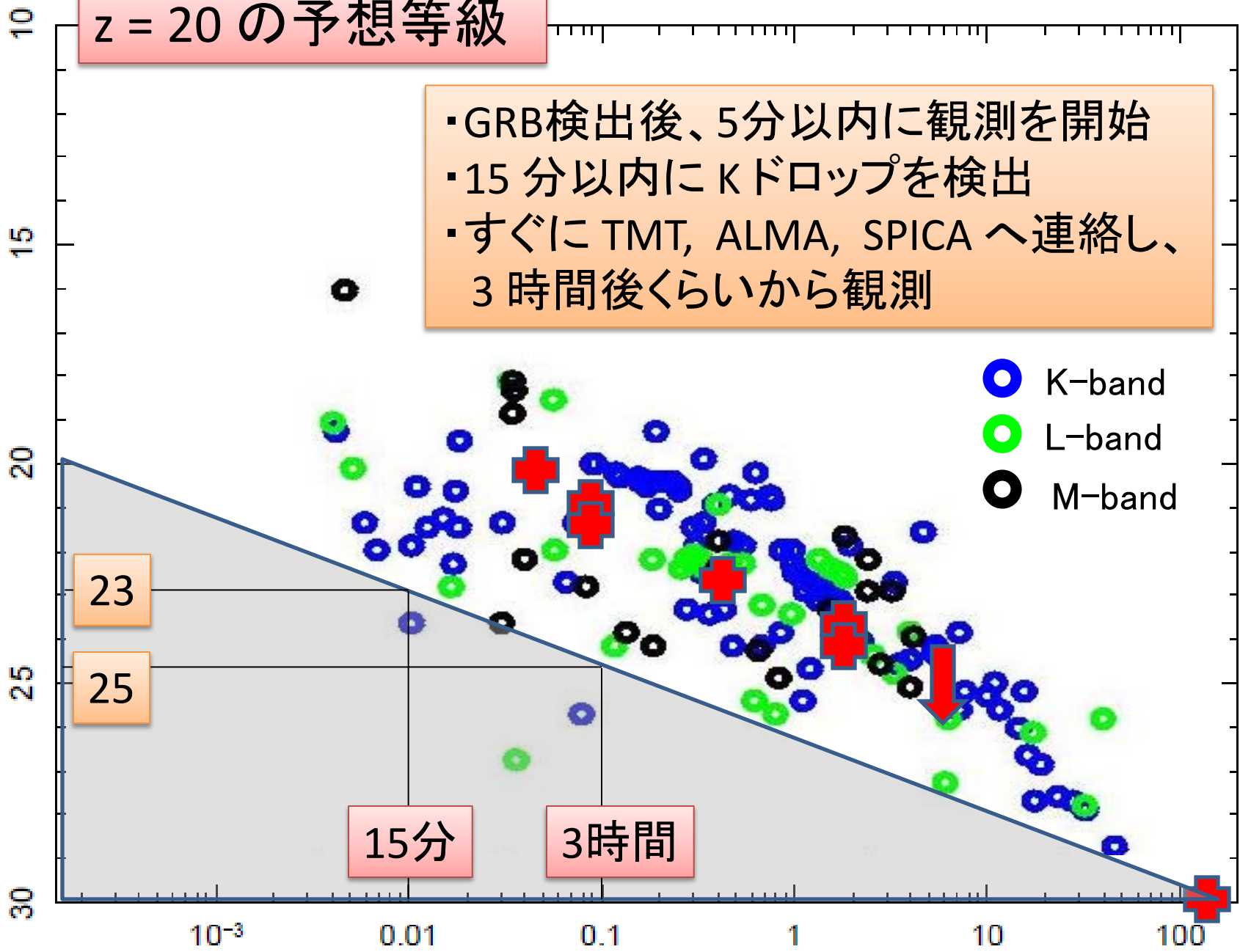
23

25

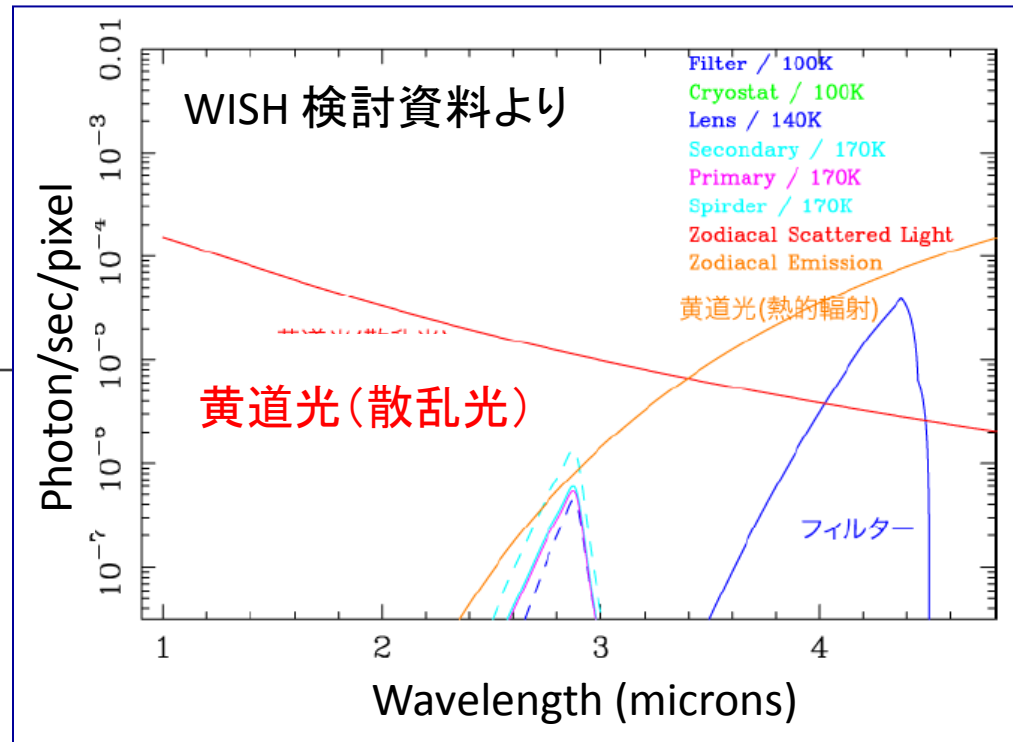
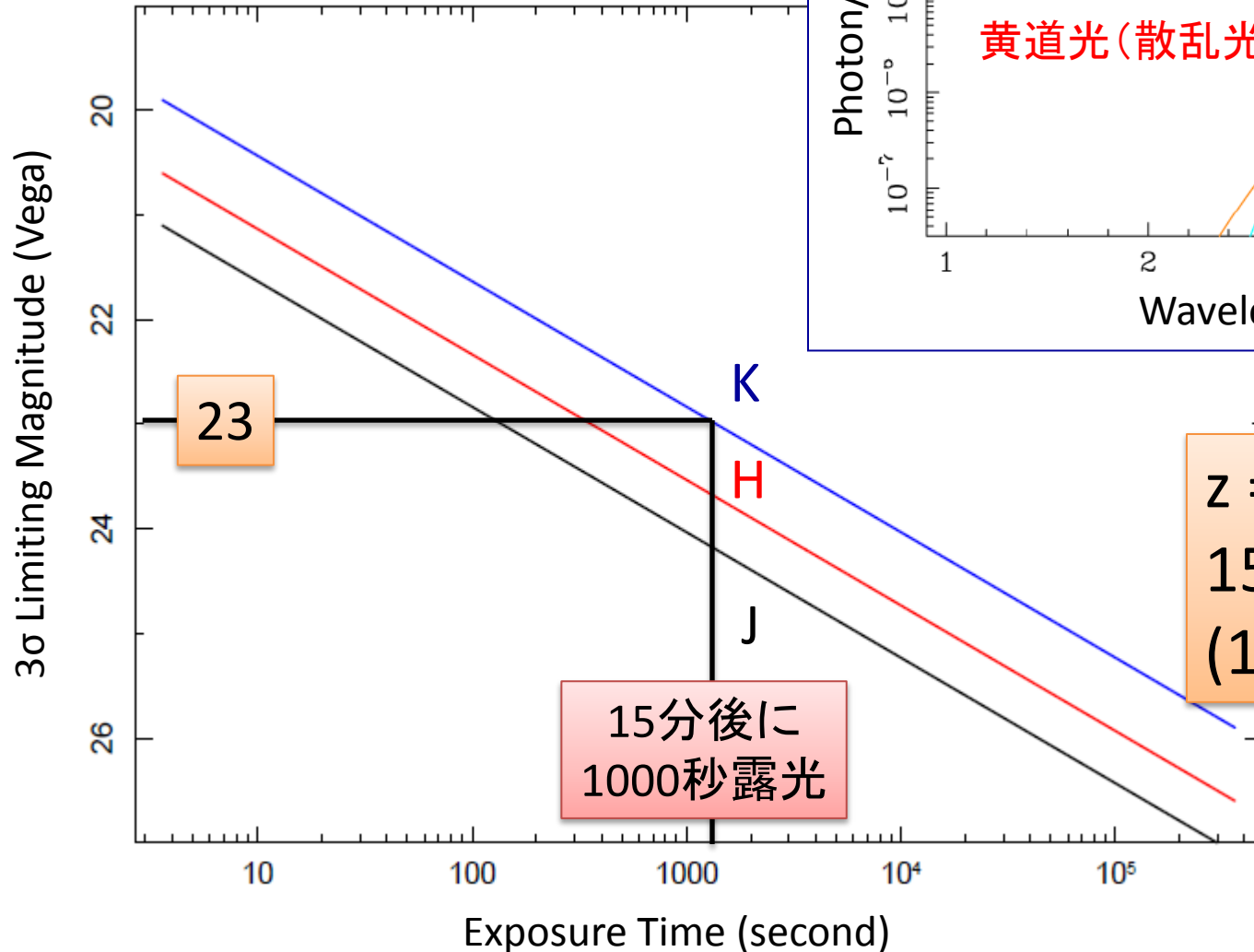
15分

3時間

Time [Day]



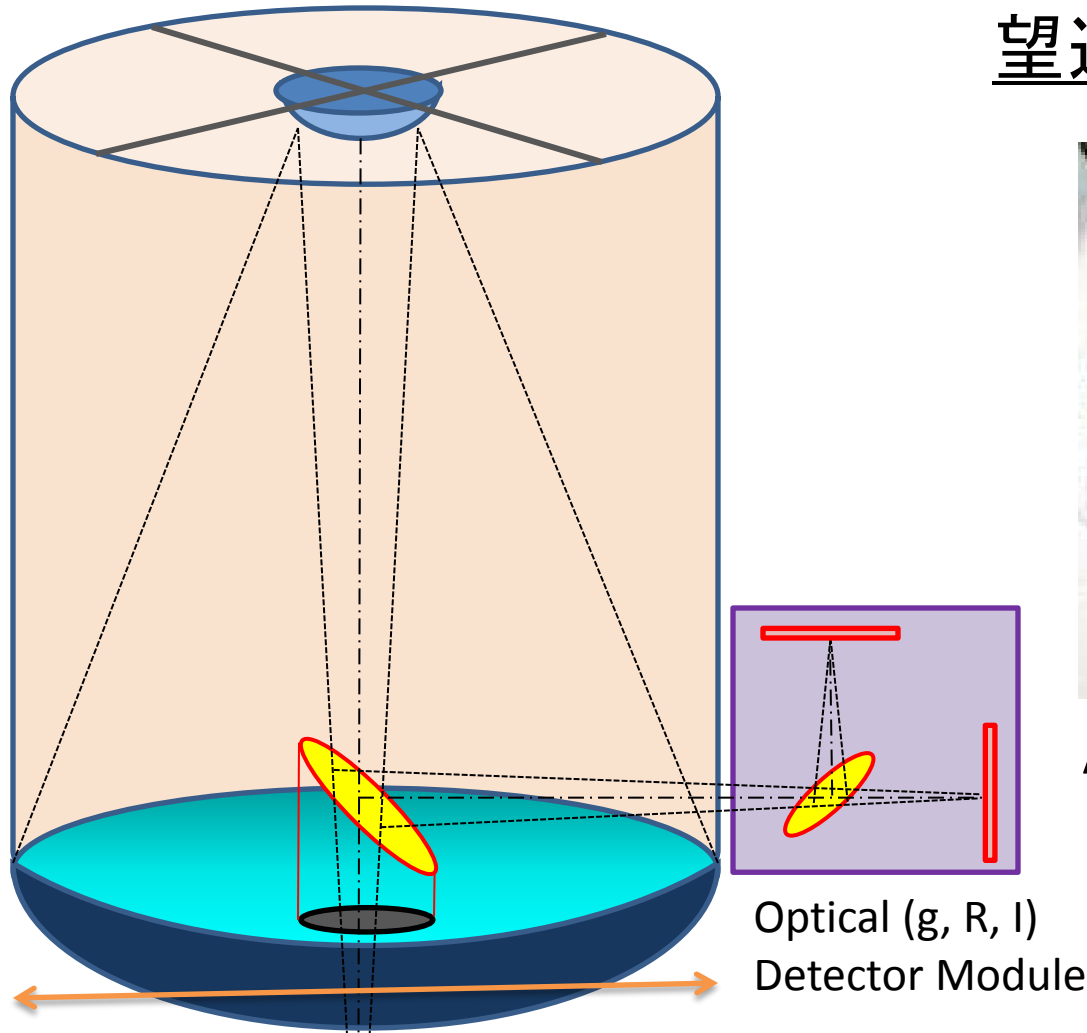
1m 望遠鏡で回折限界を達成
 黄道光が主なBGDとして、
 視野 10分角で 0.2 秒角/pixel
 限界等級はどの程度になるか？



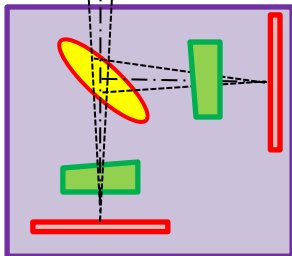
$z = 20$
 15分後に 23 mag
 (1000秒露光)

15分後に
 1000秒露光

望遠鏡の直径は 1m 程度



1m鏡



NIR (J, H, K)
Detector Module



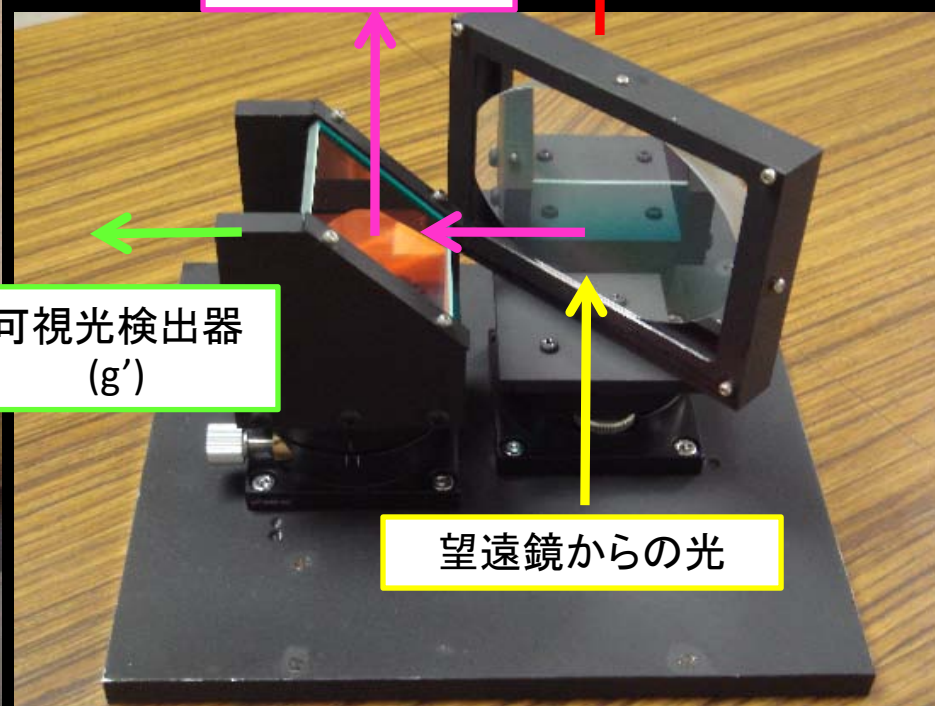
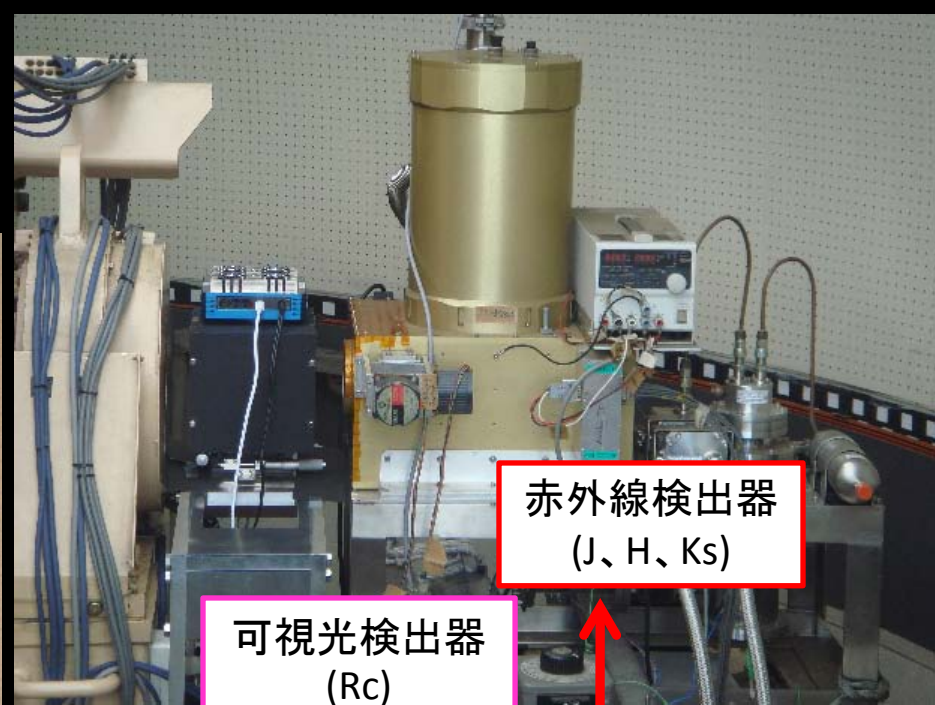
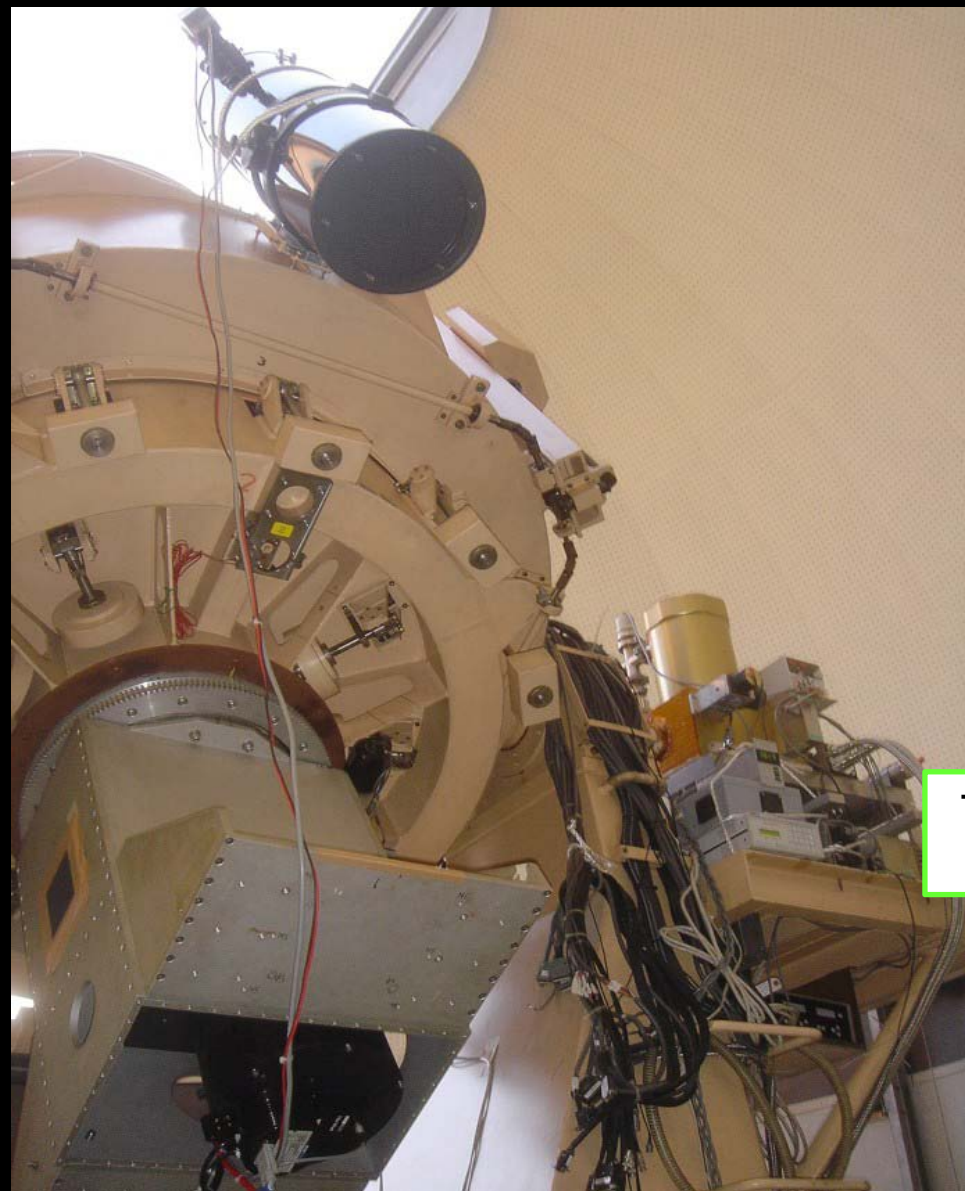
AKARI: 直径 71cm、重量 11kg
シリコンカーバイト(SiC)

面積比で概算すると
1m鏡: 重量 22 kg
2m鏡: 重量 88 kg

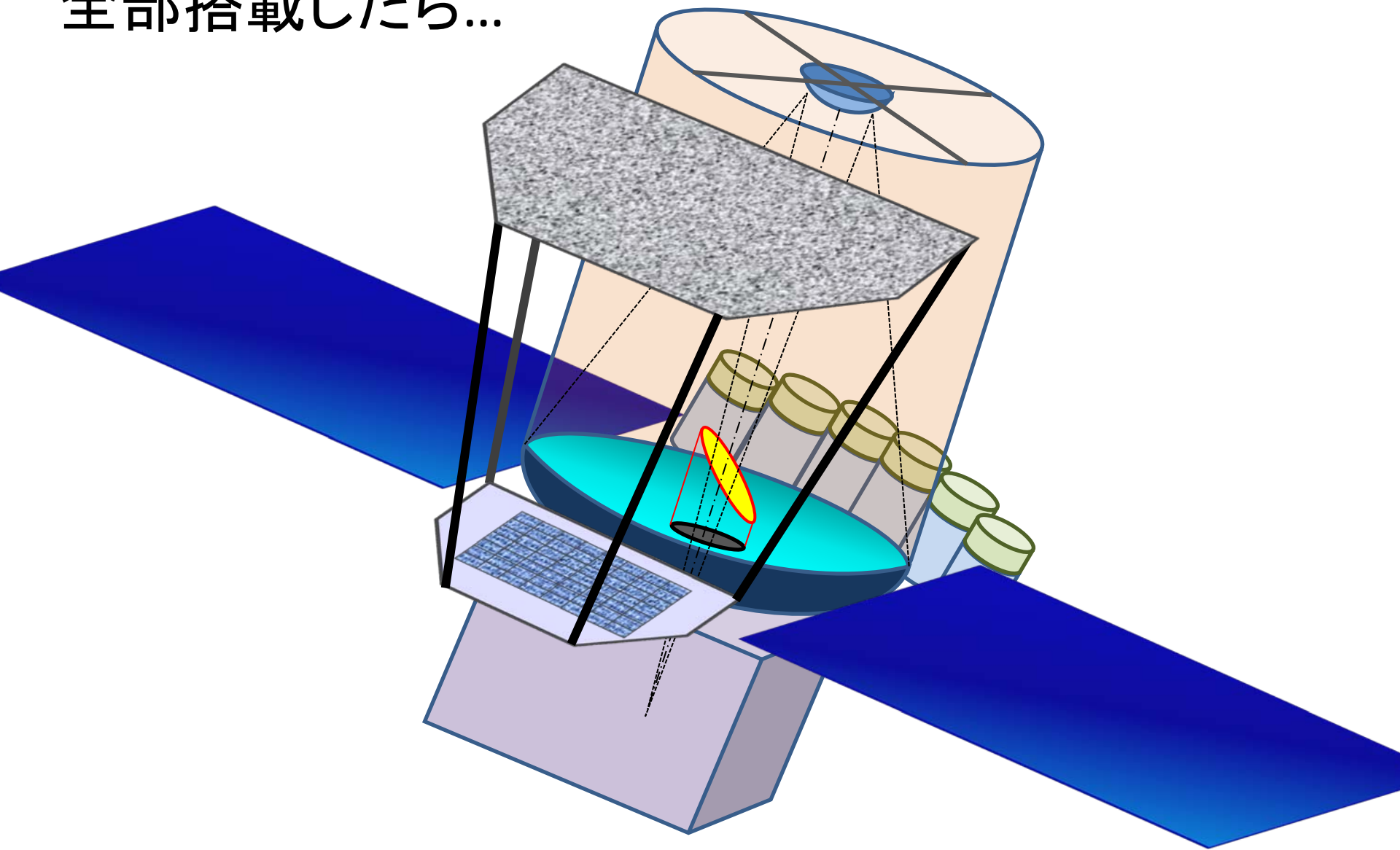
可視光を含めると鏡面精度が必要

GRBは短時間勝負なので
フィルターホイールは使わない

宇宙研屋上 1.3m 望遠鏡

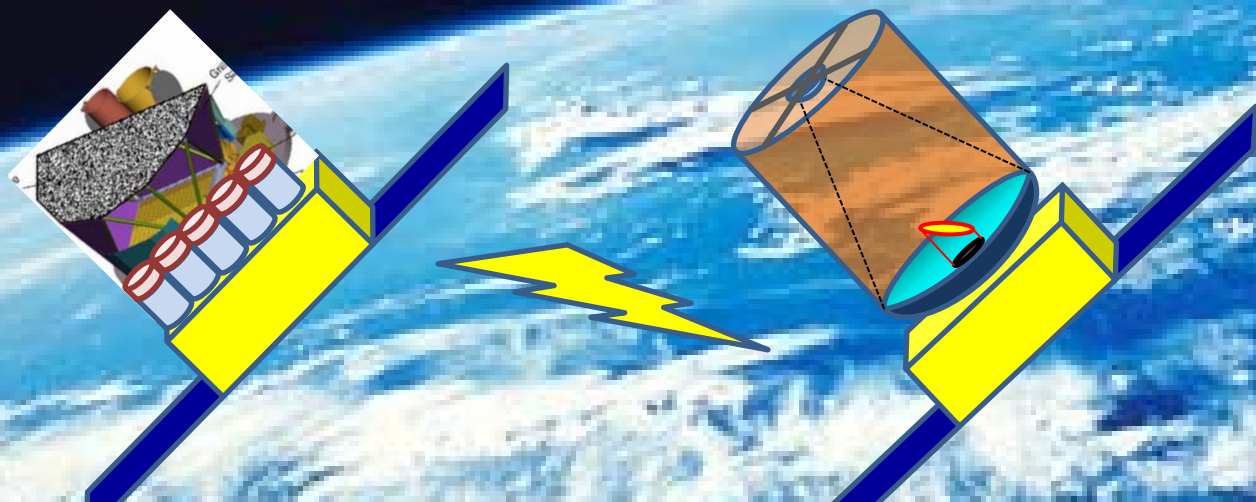


全部搭載したら...



はみ出てますが？

小型衛星 2 台くらい？



ガンマ線衛星が検出したら、近くにいる赤外線衛星に方向を教える？

