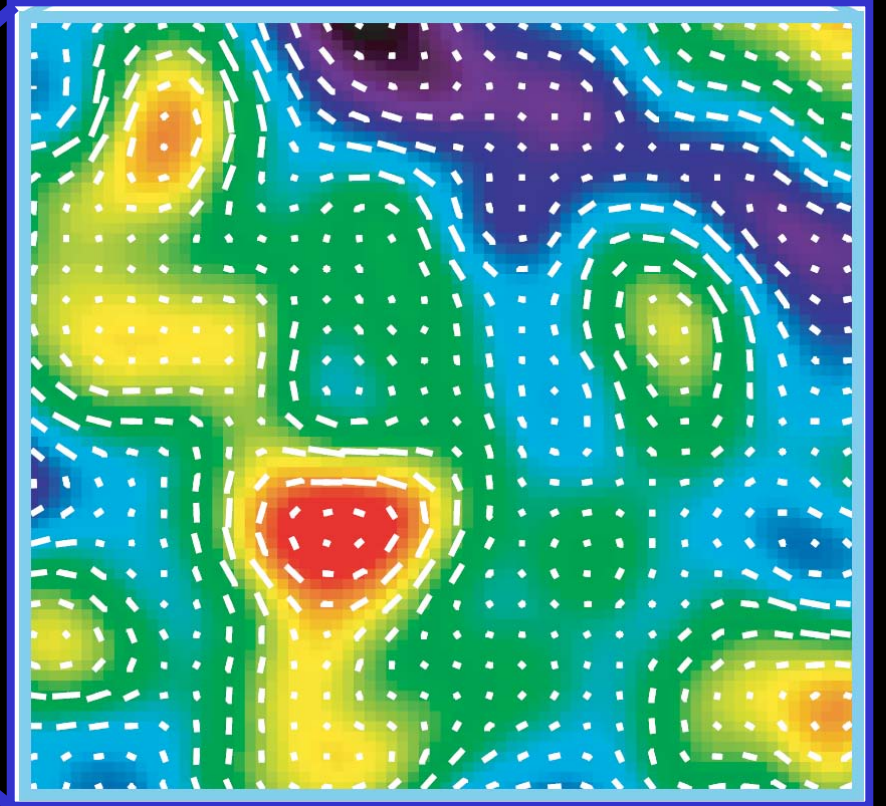
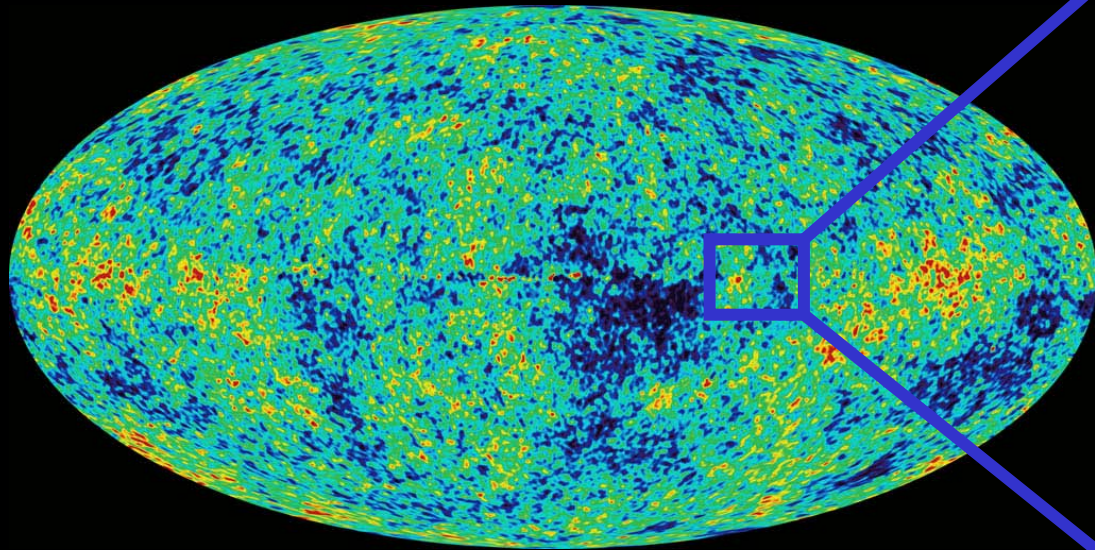


# 宇宙磁場の起源



高橋慶太郎

京都大学基礎物理学研究所

2007年11月13日@火曜雑誌会

# 共同研究者

## 磁場の生成

- ・市來浄輿 (東大)
- ・杉山直 (名古屋大)
- ・大野博司 (東芝)
- ・花山秀和 (国立天文台)

## 磁場の観測

- ・市來浄輿 (東大)
- ・井上進 (国立天文台)
- ・村瀬孔大 (京大)
- ・長滝重博 (京大)

## 参考文献

- ・ PRL 95 (2005) 121301
- ・ Science 311 (2006) 827
- ・ astro-ph/0701329
- ・ arXiv:0710.4620
- ・ arXiv:0711.1589

# 概要

## 1、晴れ上がり以前の宇宙における 磁場生成

- ・光子、陽子、電子の相互作用
- ・宇宙論的磁場の存在の予言
- ・銀河磁場の起源？

## 2、磁場の観測

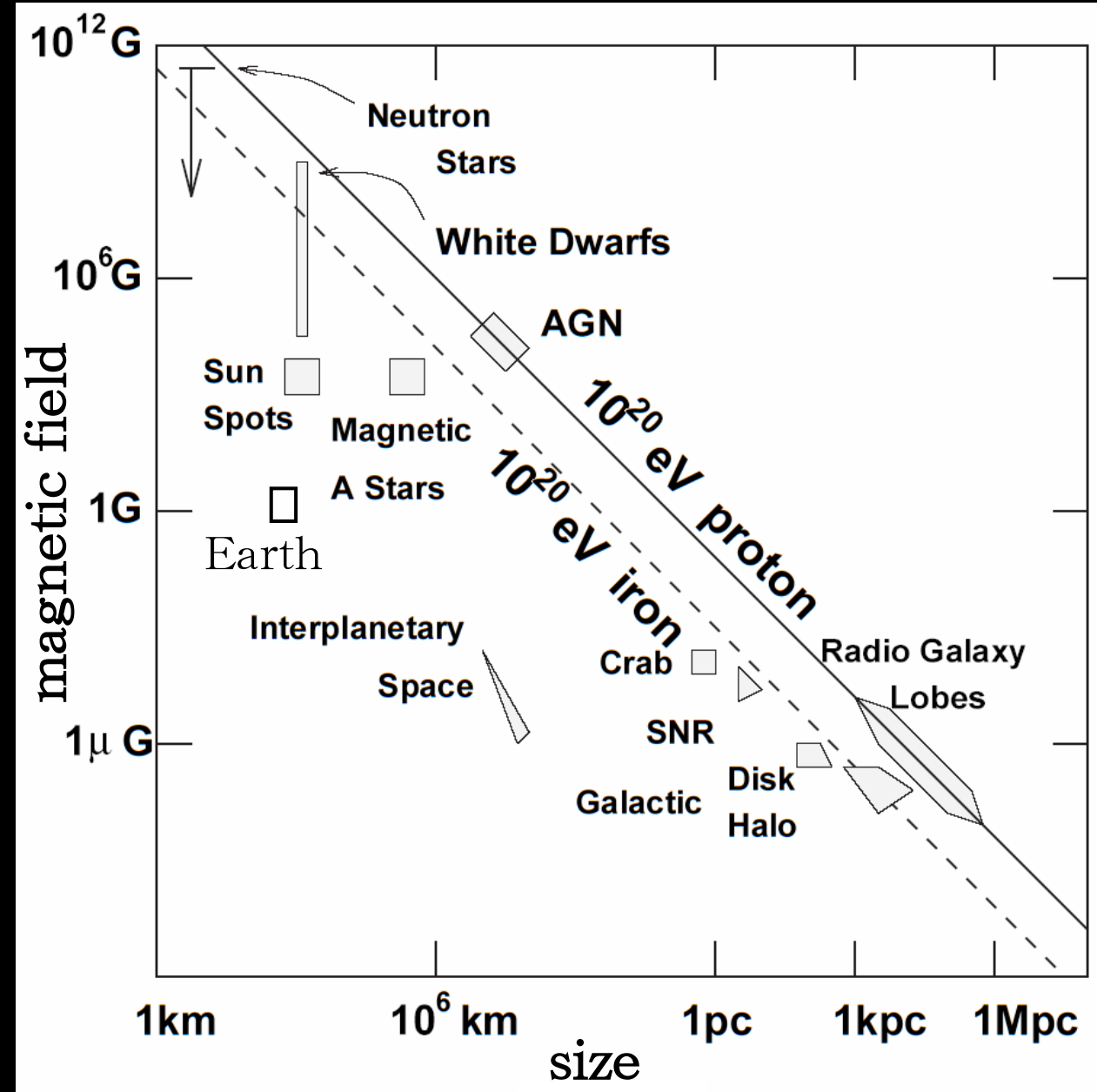
- ・高エネルギー天体を用いた  
磁場観測法の確立
- ・理論の検証
- ・磁場で初期宇宙を探る？

# 目次

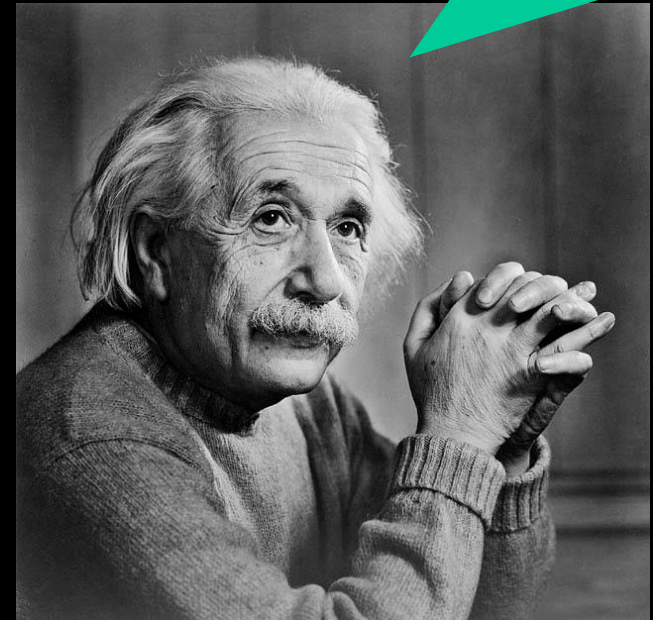
- 1、宇宙磁場へのイントロ
- 2、宇宙の電磁氣的性質
- 3、磁場のスペクトル
- 4、磁場の観測
- 5、まとめと展望

# 1、宇宙磁場へのイントロ

# ユビキタス磁場



地球磁場の起源は  
現代物理学最大の謎



磁場の起源？  
宇宙論的磁場？  
宇宙進化への影響？

# 宇宙論的磁場への制限

## ビッグバン元素合成

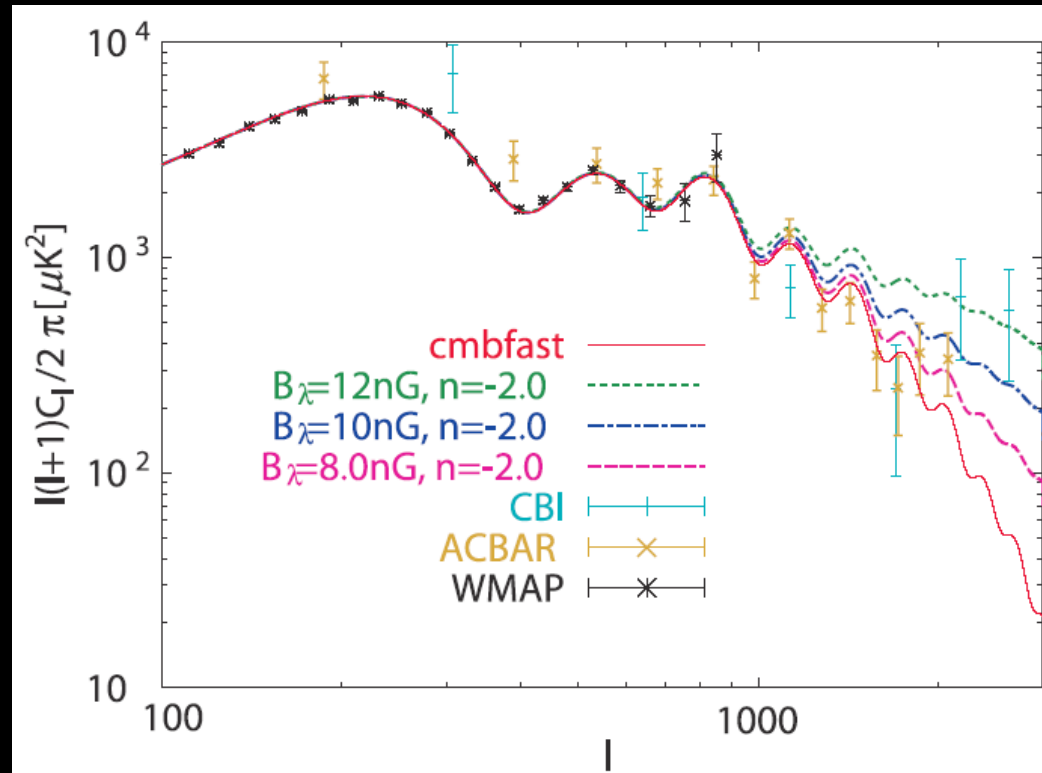
- ・宇宙膨張則
- ・弱い相互作用の反応率
- ・電子の相空間の構造

## CMBゆらぎ

- ・小スケールの温度と偏光ゆらぎができる

$B < 20 \text{ nG} @ 1 \text{ Mpc}$   
(Yamazaki et al., 2004)

$B < 10^9 \text{ G} @ T = 10 \text{ keV}$   
 $B < 1 \mu \text{ G} @ \text{現在}$   
(Cheng et al., 1996)



# 磁場観測の現状

	強さ	スケール	観測方法
銀河	$O(10) \mu G$	$\sim$ 銀河	synchrotron
銀河団	$O(1) \mu G$	$\sim$ 銀河	Faraday
遠方銀河	$O(1) \mu G$	$> 1kpc$	Faraday
宇宙論的	$< 0.01 \mu G$	$Mpc \sim$	BBN, CMB

銀河・銀河団磁場の起源は？  
宇宙論的磁場は存在するか？



# ダイナモ

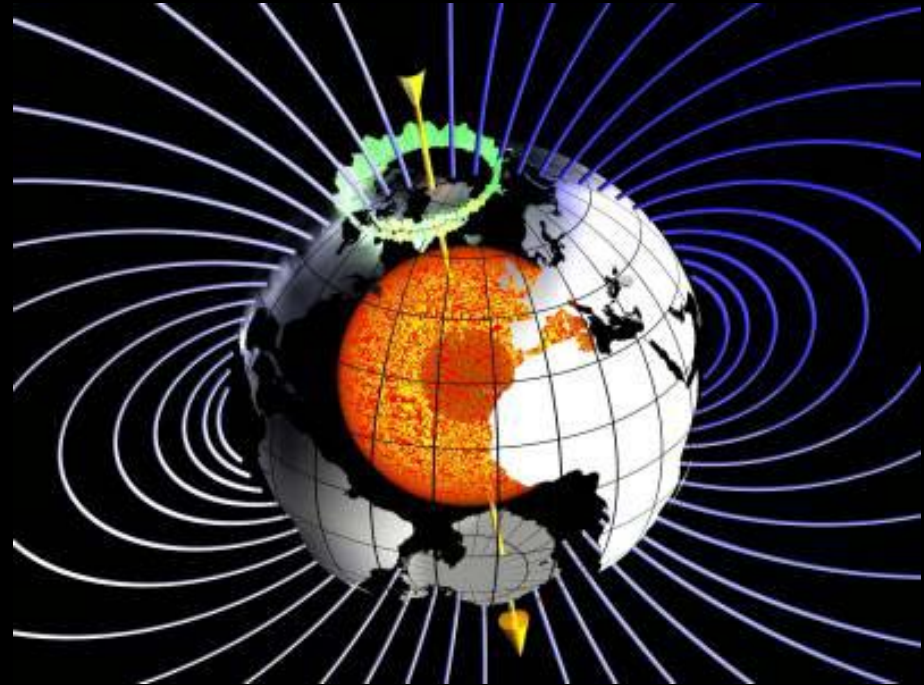
## 磁場の増幅・維持機構

- ・ 電磁流体力学的不安定性
- ・ 乱流

## 宇宙の様々な所で働いている

- ・ 地球：外核の運動
- ・ 太陽
- ・ 降着円盤：MRI
- ・ 銀河？銀河団？

$\alpha - \omega$  dynamo、 kinematic dynamo、 MRI . . .



# ダイナモの特徴

## 1、種磁場が必要

→ ゼロから磁場を作ることはできない

→ 銀河磁場の起源 = 種磁場の起源

## 2、種磁場を指数関数的に増幅

増幅時間  $\sim$  回転周期

## 3、磁場の back reaction が効き始めると終了

→ 磁場とガスでエネルギー等分配

## 必要な種磁場

どのくらいの強さの種磁場が必要か？

① 銀河形成以前に磁場が存在する

② 銀河形成のときガスが圧縮される  
 $\delta \sim 10^6 \rightarrow$  磁場は4桁増幅

③ その後ダイナモで増幅 ( $z = 10 \rightarrow 0.5$ )  
 $\log e^{\wedge}(80 \text{ 億年} / 2 \text{ 億年}) \sim 17$   
 $\rightarrow$  宇宙年齢で17桁増幅される

銀河磁場が  $10 \mu\text{G}$  だとすると必要な種磁場は

$$B_{\text{seed}} \sim 10^{-26} \text{ G} \rightarrow 10^{-29} \sim 10^{-23} \text{ G}$$

# 磁場の進化シナリオ

$z = 0$  銀河  $O(10) \mu G$

銀河団  $O(1) \mu G$

銀河ダイナモ (銀河団ダイナモ?)

$\sim 10$  銀河形成  
①種磁場生成 (天体物理学的)  
第1世代星、原始銀河

1000 宇宙の晴れ上がり  
②種磁場生成 (ゆらぎ起源)

初期宇宙 ③種磁場生成 (宇宙論的)  
インフレーション、相転移

# 天体物理学的起源

Biermann機構（非熱的過程での磁場生成）

第一世代星 (Hanayama et al. 2005)

原始銀河 (Davies & Widrow 2000)

AGN：中心部または星間ガスとの相互作用  
再イオン化 (Gnedin et al., 2000)

Weibel不安定性 (Fujita et al., 2006)

物理はわかっている  
しかし現象としてよくわかっていない  
大スケールの磁場を作りにくい

# 宇宙論的起源

相転移 electroweak, QCD

本質的にはBiermann機構

first order?, second order?, Higgs?

bubble dynamics?

インフレーション

共形不変性を破る (Turner & Widrow, 1988)

$$RA_{\mu}A^{\mu}, R_{\mu\nu}A^{\mu}A^{\nu}, RF_{\mu\nu}F^{\mu\nu}, e^{\phi}F_{\mu\nu}F^{\mu\nu}$$

→ モデルはいろいろ

物理がよくわかっていない (仮定=結論)

horizon scaleの磁場を作ることができる

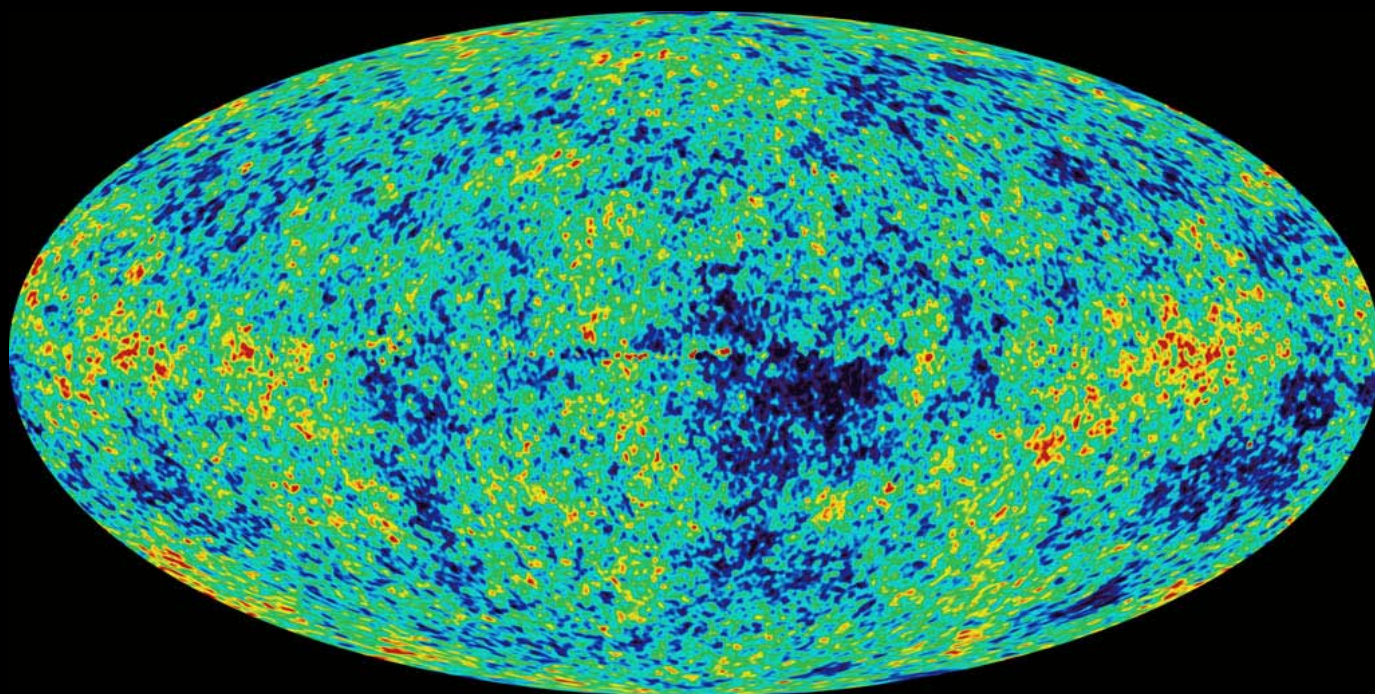
# ゆらぎによる磁場生成

## 輻射優勢期 ～ 再結合時のゆらぎによる磁場生成

Hogan 00, Berezhiani & Dolgov 04

Matarrese et al. 04, Gopal & Sethi, 04

KT et al. 05, 06, 07



### 理論

一般相対論

運動論

プラズマ物理

### 観測

宇宙背景放射

銀河分布

ほとんど曖昧さ

なしに磁場生成

を議論できる

# 宇宙磁場のまとめ

宇宙における磁場

小～大、様々なスケールに存在  
起源（銀河）

ダイナモで増幅

種磁場必要 ( $10^{-29} \sim 10^{-23} \text{G}$ )

磁場生成

天体物理学的

宇宙論的

ゆらぎ → 曖昧さほとんどなし



## 2、宇宙の電磁氣的性質

KT, K. Ichiki & N. Sugiyama, arXiv:0710.4620

# 宇宙論的摂動

摂動 = 一様等方からのずれ・ゆらぎ

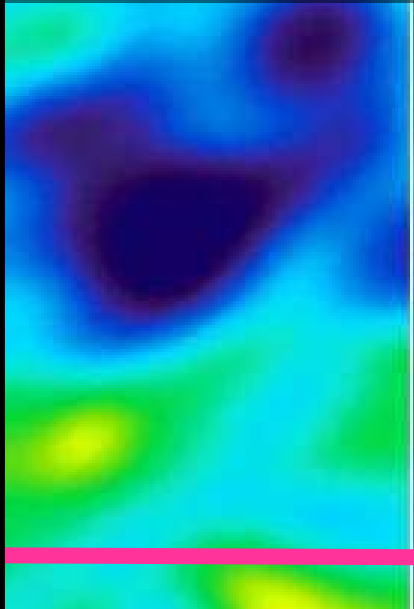
- ・インフレーションで量子的に生成

  - 密度ゆらぎ・重力波

- ・その後、線形に発展

  - CMB・構造形成

宇宙背景放射



天体の形成



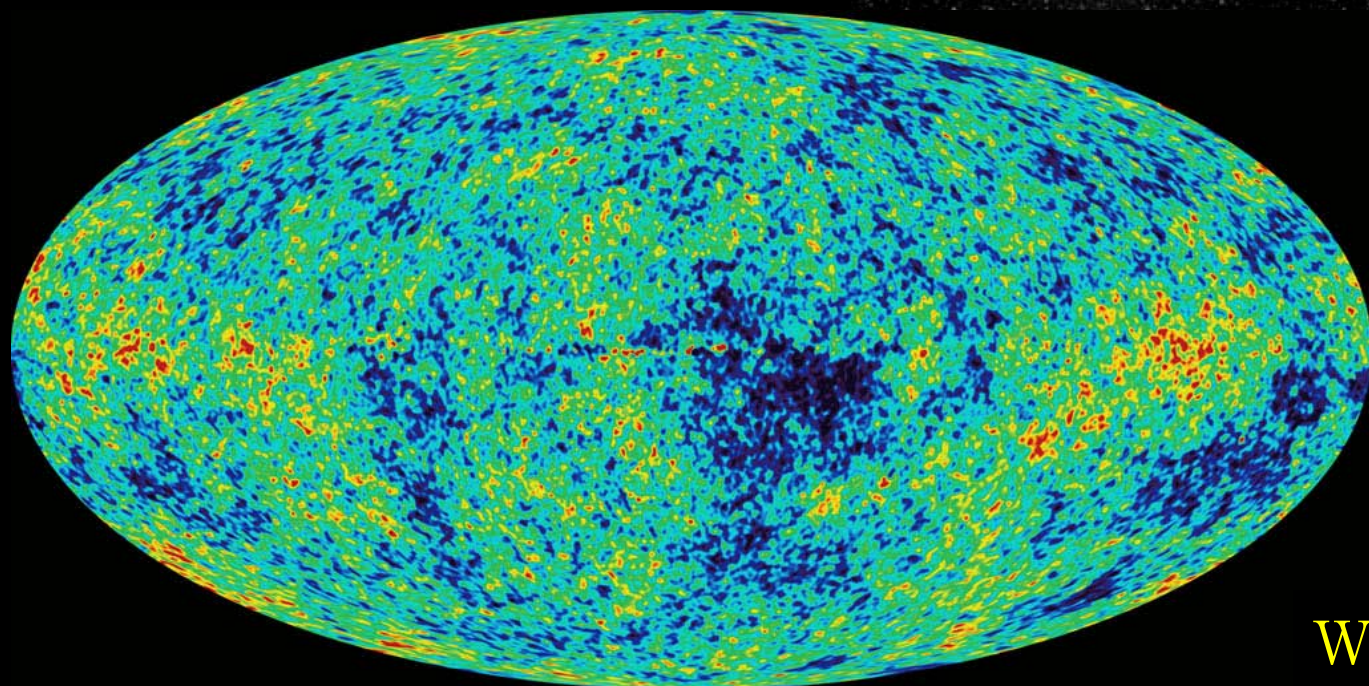
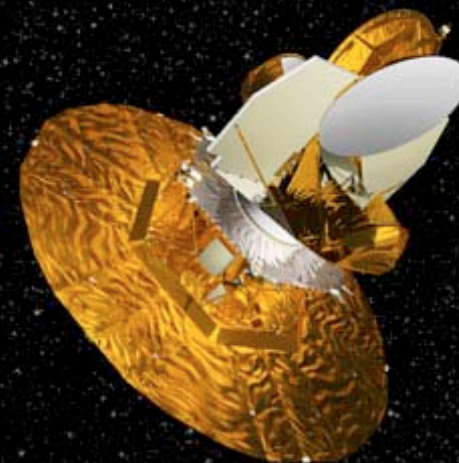
宇宙の大構造



重力によって進化

# 宇宙背景放射

宇宙背景放射の  
温度に10万分  
の1のゆらぎ



精密宇宙論  
の始まり

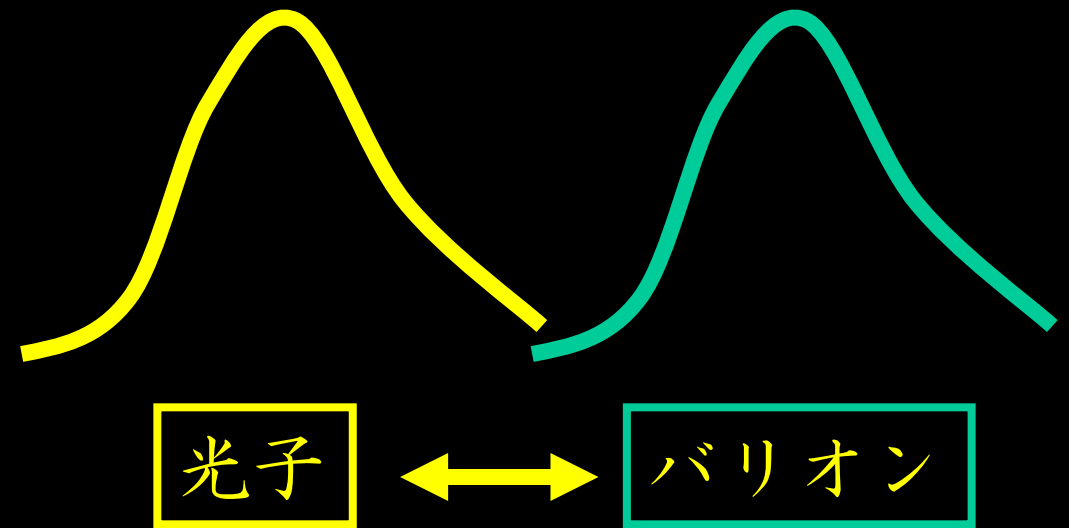
WMAP

# 初期宇宙の様子

## 登場人物

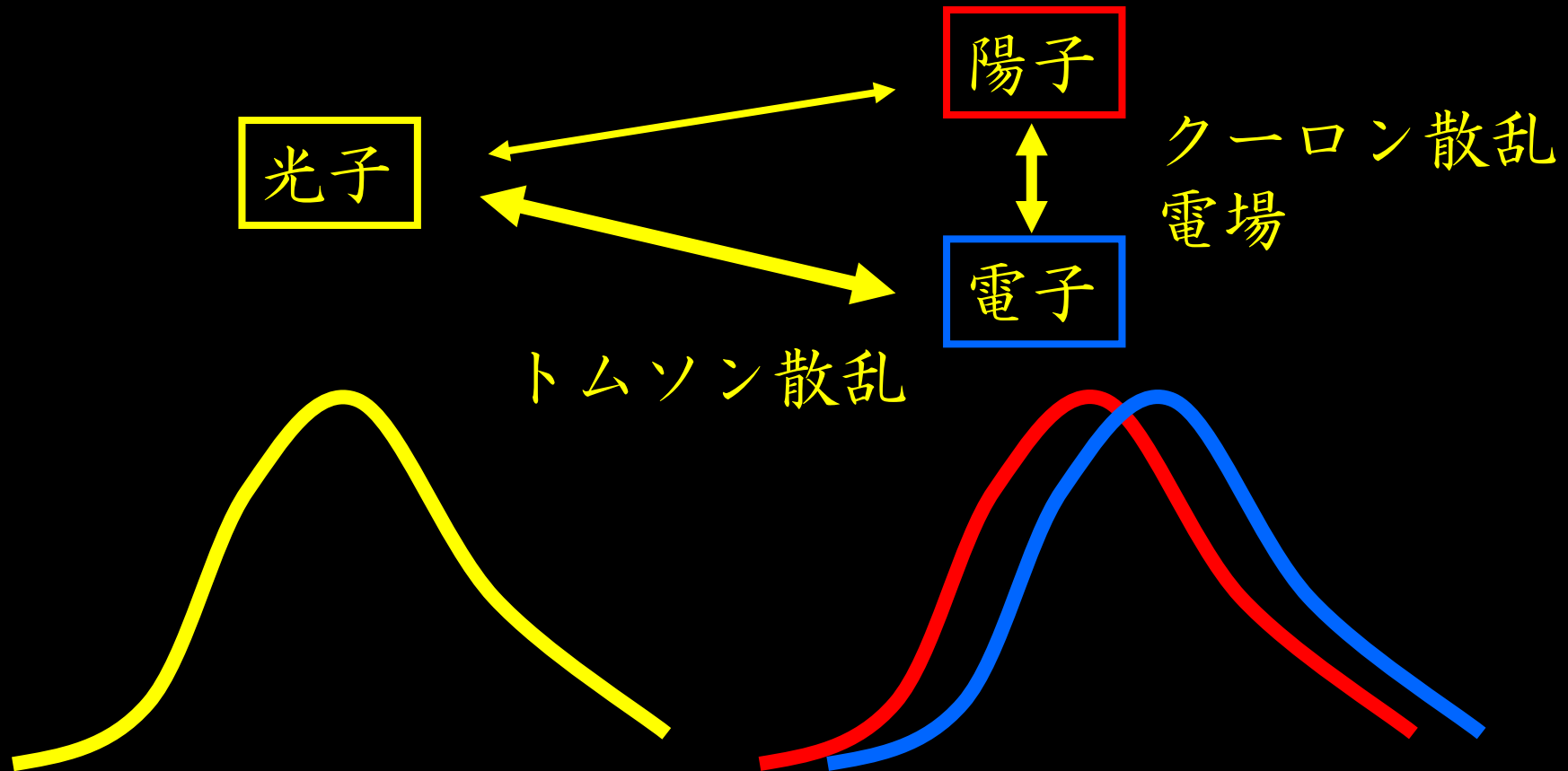
- ・光子
- ・バリオン (陽子+電子)
- ・ダークマター
- ・ニュートリノ

光子とバリオンは  
トムソン散乱で  
相互作用しながら  
発展していく



トムソン散乱

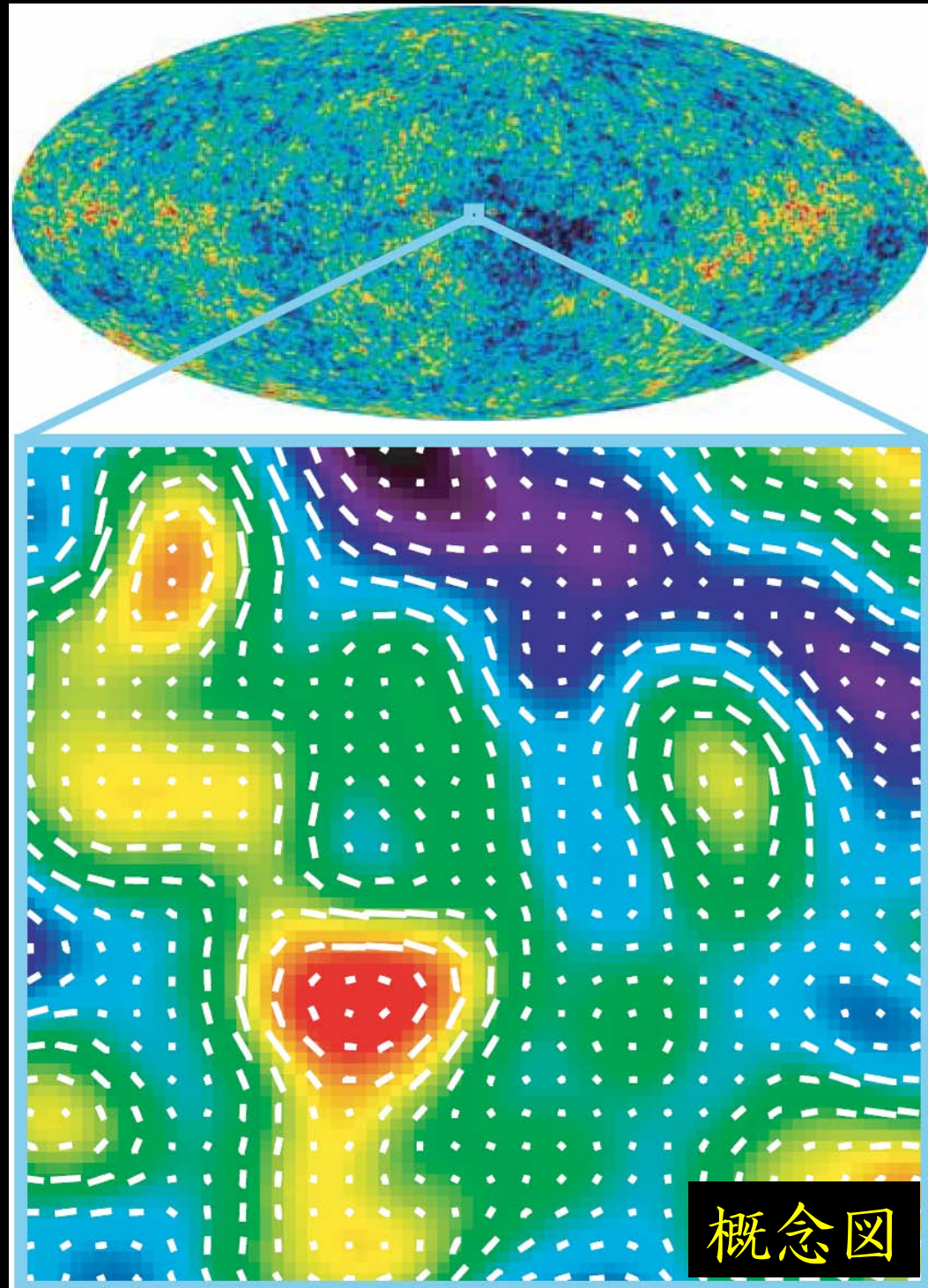
# ゆらぎによる磁場生成



3流体間の相互作用はとても強い  
→ 基本的に1流体、しかし微小なずれ  
→ 電場・電流 → 磁場

# CMBと磁場の相関

ゆらぎから  
磁場が生成  
↓  
CMBゆらぎと  
磁場は相関



# これまでの枠組みの拡張

磁場生成に何が必要か？

$$\partial_t \vec{B} = -\nabla \times \vec{E}$$

電場とその回転が必要

電場

- ・ これまで：光子とバリオンの2流体  
↑ 観測するものは光子
- ・ 陽子、電子を独立に取り扱う必要あり

回転成分

- ・ 線形近似では回転成分が存在しない
- ・ 非線形効果で生成
- ・ これまでは線形で十分だった

2つの点でこれまでの枠組みを拡張

# 方針

光子・陽子・電子の運動方程式



陽子・電子の方程式からオームの法則（外力入り）



オームの法則+マックスウェル方程式



電磁氣的量が光子からの外力によって表される



光子の運動方程式を解く



全ての量が具体的に求まる

ここではニュートンの的に簡単化。定量的議論は後で



# 運動方程式

ニュートンの、宇宙膨張無視  
光子・陽子・電子の運動方程式

$$\frac{4}{3}\rho_\gamma [\partial_t \vec{v}_\gamma + (\vec{v}_\gamma \cdot \nabla) \vec{v}_\gamma]$$
$$= -\frac{1}{3}\nabla\rho_\gamma - \frac{m_e^2}{m_p^2}\sigma_T n_p \rho_\gamma (\vec{v}_\gamma - \vec{v}_p) - \sigma_T n_e \rho_\gamma (\vec{v}_\gamma - \vec{v}_e) - \frac{4\rho_\gamma}{3}\nabla\Phi,$$

トムソン散乱

$$m_p n_p [\partial_t \vec{v}_p + (\vec{v}_p \cdot \nabla) \vec{v}_p]$$
$$= en_p (\vec{E} + \vec{v}_p \times \vec{B}) - e^2 n_p n_e \eta (\vec{v}_p - \vec{v}_e) + \frac{m_e^2}{m_p^2} \sigma_T n_p \rho_\gamma (\vec{v}_\gamma - \vec{v}_p) - m_p n_p \nabla\Phi,$$

クーロン散乱

$$m_e n_e [\partial_t \vec{v}_e + (\vec{v}_e \cdot \nabla) \vec{v}_e]$$
$$= -en_e (\vec{E} + \vec{v}_e \times \vec{B}) + e^2 n_p n_e \eta (\vec{v}_p - \vec{v}_e) + \sigma_T n_e \rho_\gamma (\vec{v}_\gamma - \vec{v}_e) - m_e n_e \nabla\Phi,$$

宇宙論的摂動

$$\vec{V}(t, \vec{x}) = \vec{V}^{(1)}(t, \vec{x}) + \vec{V}^{(2)}(t, \vec{x}) + \dots$$

$$\vec{B}(t, \vec{x}) = \vec{B}^{(2)}(t, \vec{x}) + \dots,$$

# オームの法則とマックスウェル方程式

陽子・電子の運動方程式

→ 電流の運動方程式

→ 一般化されたオームの法則

$$\begin{aligned} \frac{m_e}{e} \left[ \partial_t \delta \vec{v}_{pe} + (\vec{v}_b \cdot \nabla) \delta \vec{v}_{pe} + (\delta \vec{v}_{pe} \cdot \nabla) \vec{v}_b \right] \\ = \vec{E} - \left[ en_b \eta + \frac{\sigma_T \rho_\gamma}{e} \right] \delta \vec{v}_{pe} - \frac{\sigma_T \rho_\gamma}{e} \delta \vec{v}_{\gamma b} \end{aligned}$$

マックスウェル方程式

光子の風

$$\begin{aligned} \nabla \cdot \vec{E} &= e \delta n_{pe}, \\ \partial_t \vec{E} &= \nabla \times \vec{B} - e(n_b \delta \vec{v}_{pe} + \delta n_{pe} \vec{v}_b), \\ \partial_t \vec{B} &= -\nabla \times \vec{E}, \\ \partial_t \delta n_{pe} + \nabla \cdot (n_b \delta \vec{v}_{pe} + \delta n_{pe} \vec{v}_b) &= 0, \end{aligned}$$

光子の風を外力とみなして、電磁氣的量を光子の風で表すことができる

# いろいろな時間スケール

ミクロなスケール

- ・トムソン散乱
- ・クーロン散乱
- ・プラズマ振動
- ・電気抵抗

$$\tau_T = \frac{m_p}{\sigma_T \rho_\gamma} \approx 1 \times 10^3 \text{ sec} \left( \frac{1+z}{10^5} \right)^{-4}$$

$$\tau_C = \frac{m_e}{e^2 n_e \eta} \approx 4 \times 10^{-3} \text{ sec} \left( \frac{1+z}{10^5} \right)^{-3/2}$$

$$\omega_p^{-1} \equiv \sqrt{\frac{m_e}{e^2 n_e}} = 2.0 \times 10^{-9} \text{ sec} \left( \frac{1+z}{10^5} \right)^{-3/2}$$

$$\eta \equiv \frac{\pi e^2 \sqrt{m_e}}{T^{3/2}} \ln \Lambda = 9.4 \times 10^{-16} \text{ sec} \left( \frac{1+z}{10^5} \right)^{-3/2}$$

流体運動のスケール

$$\tau_{\text{dyn}} = k^{-1} \approx 8 \times 10^6 \text{ sec} \left( \frac{1+z}{10^5} \right)^{-5/2}$$

宇宙膨張のスケール

$$\tau_{\text{cos}} = H^{-1} \approx 4.5 \times 10^9 \text{ sec} \left( \frac{1+z}{10^5} \right)^{-2}$$

磁場の拡散スケール

$$\tau_{\text{diff}} = \frac{\tau_{\text{dyn}}^2}{\eta} \approx 7 \times 10^{28} \text{ sec} \left( \frac{1+z}{10^5} \right)^{-7/2}$$

# 解き方のポイント

## 一般化オームの法則の発散

$$\frac{1}{\omega_p^2} \partial_t^2 \rho + \eta_{\text{eff}} \partial_t \rho + \rho = \nabla \cdot \vec{C}$$

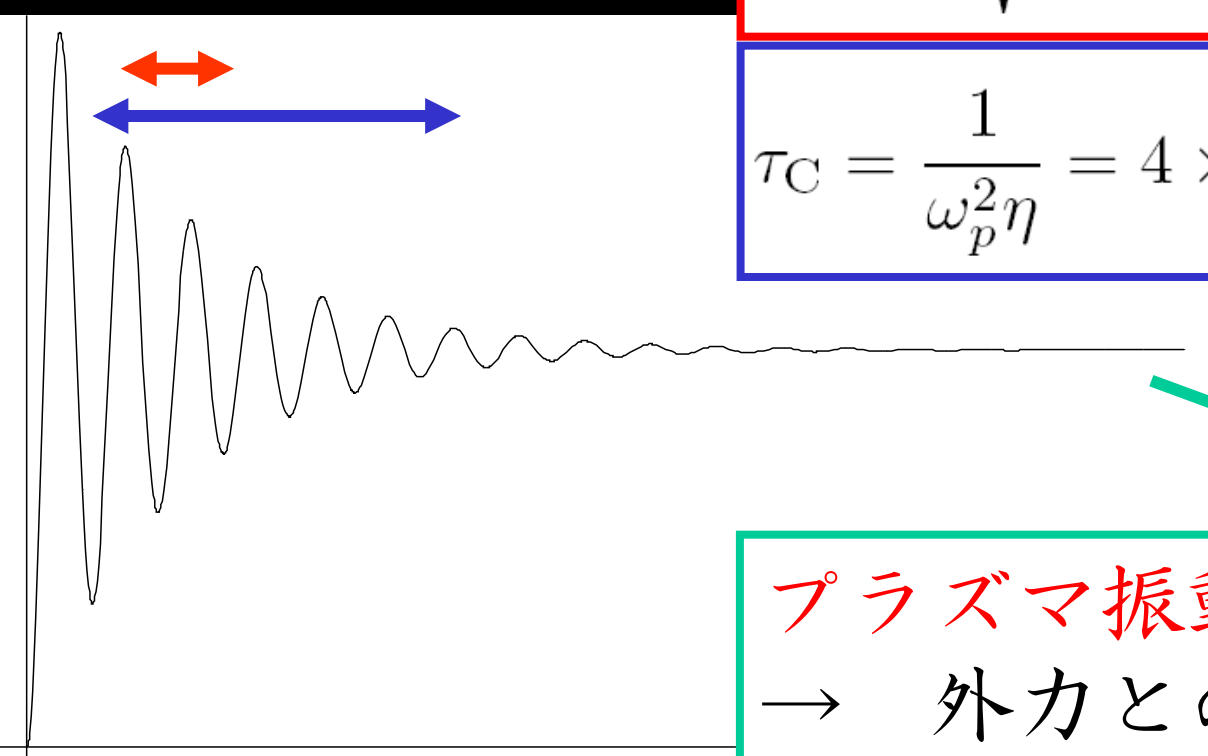
外力（光子の風）  
のある減衰振動

$$\omega_p^{-1} \equiv \sqrt{\frac{m_e}{e^2 n(0)}} = 2 \times 10^{-9} \text{ sec} \left( \frac{1+z}{10^5} \right)^{-3/2}$$

$$\tau_C = \frac{1}{\omega_p^2 \eta} = 4 \times 10^{-3} \text{ sec} \left( \frac{1+z}{10^5} \right)^{-3/2}$$

$$\rho^{(1)} = \nabla \cdot \vec{C}^{(1)}$$

プラズマ振動と電気抵抗による緩和  
→ 外力との平衡に落ち着く



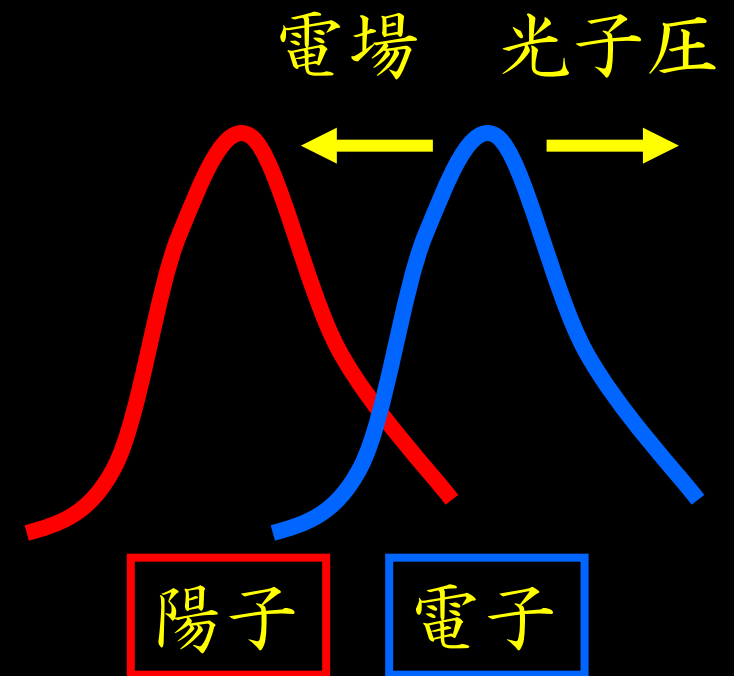
# 全てはCで表される

$$\rho = \nabla \cdot \vec{C},$$

$$\vec{j} = -\partial_t \vec{C} - \int dt \nabla \times \nabla \times \vec{C},$$

$$\vec{E} = \vec{C},$$

$$\vec{B} = - \int dt \nabla \times \vec{C},$$



- ・ オームの法則で電流項は効かない  
→ 電子が光子に押されるのと電場がつりあう
- ・ 電流 → 変位電流を支える部分 + 磁場を支える部分
- ・ 光子の風がなくなると、電場・電荷密度は消える  
磁場・電流は残る

# 光子 - バリオンの相対運動

磁場のsource

$$\nabla \times \vec{C}^{(2)} = \frac{\sigma_T \rho_\gamma^{(0)}}{e} \left[ \frac{\nabla \rho_\gamma^{(1)}}{\rho_\gamma^{(0)}} \times \delta \vec{v}_{\gamma b}^{(1)} + \nabla \times \delta \vec{v}_{\gamma b}^{(2)} \right]$$

速度差の方程式

$$\begin{aligned} & \partial_t \delta \vec{v}_{\gamma b} + (\vec{v} \cdot \nabla) \delta \vec{v}_{\gamma b} + (\delta \vec{v}_{\gamma b} \cdot \nabla) \vec{v} - (\delta \vec{v}_{\gamma b} \cdot \nabla) \delta \vec{v}_{\gamma b} \\ &= -\frac{1}{4} \frac{\nabla \rho_\gamma}{\rho_\gamma} - (1 + R) \frac{\sigma_T \rho_\gamma}{m_p} \delta \vec{v}_{\gamma b}. \end{aligned}$$

強結合近似を用いて解く  $k\tau_T \ll 1$

$$\delta \vec{v}_{\gamma b} = k\tau_T \delta \vec{v}_{\gamma b}^{(I)} + (k\tau_T)^2 \delta \vec{v}_{\gamma b}^{(II)} + \dots$$

# 結果

$$\nabla \times \vec{C}^{(2)} = \frac{\sigma_T \rho_\gamma^{(0)}}{e} \left[ \frac{\nabla \rho_\gamma^{(1)}}{\rho_\gamma^{(0)}} \times \delta \vec{v}_{\gamma b}^{(1)} + \nabla \times \delta \vec{v}_{\gamma b}^{(2)} \right]$$

実は強結合近似の1次では外積はゼロで2次まで解く必要がある。

その結果、磁場は（その他の電磁気量も）基本的な量だけで表される。

$$\vec{B}^{(2)} = -\frac{1}{16} \frac{\bar{R}^{(0)}}{(1 + \bar{R}^{(0)})^3} \frac{m_p^2}{e \sigma_T \bar{\rho}_\gamma^{(0)}} \int dt \frac{\nabla \bar{\rho}_\gamma^{(1)}}{\bar{\rho}_\gamma^{(0)}} \times \left[ \frac{\partial_t \nabla \bar{\rho}_\gamma^{(1)}}{\bar{\rho}_\gamma^{(0)}} + \int dt \frac{\nabla (\nabla^2 \bar{\rho}_\gamma^{(1)})}{\bar{\rho}_\gamma^{(0)}} \right]$$

とても美しい式（だと思う）

# 宇宙の電磁氣的性質まとめ

全て解く

- ・陽子、電子の運動方程式
  - 一般化オームの法則
- ・Maxwell方程式
  - 全てが光子の外力で表される
    - ・光子の風と電場がつりあう
    - ・磁場は風の回転
    - ・磁場に見あうだけの電流も
- ・光子の方程式
  - 全てが基本的な量で表される
  - とても美しい式



# 3、磁場のスペクトル

- PRL 95 (2005) 121301
- Science 311 (2006) 827
- astro-ph/0701329

# ゆらぎの定式化

## 登場人物と解くべき方程式

### ●インフレーション中のゆらぎの生成

- ・インフラトン
  - ・重力
- } 曲がった時空での量子ゆらぎ

### ●インフレーション後の発展

- ・光子
  - ・ニュートリノ
- } 一般相対論的ボルツマン方程式

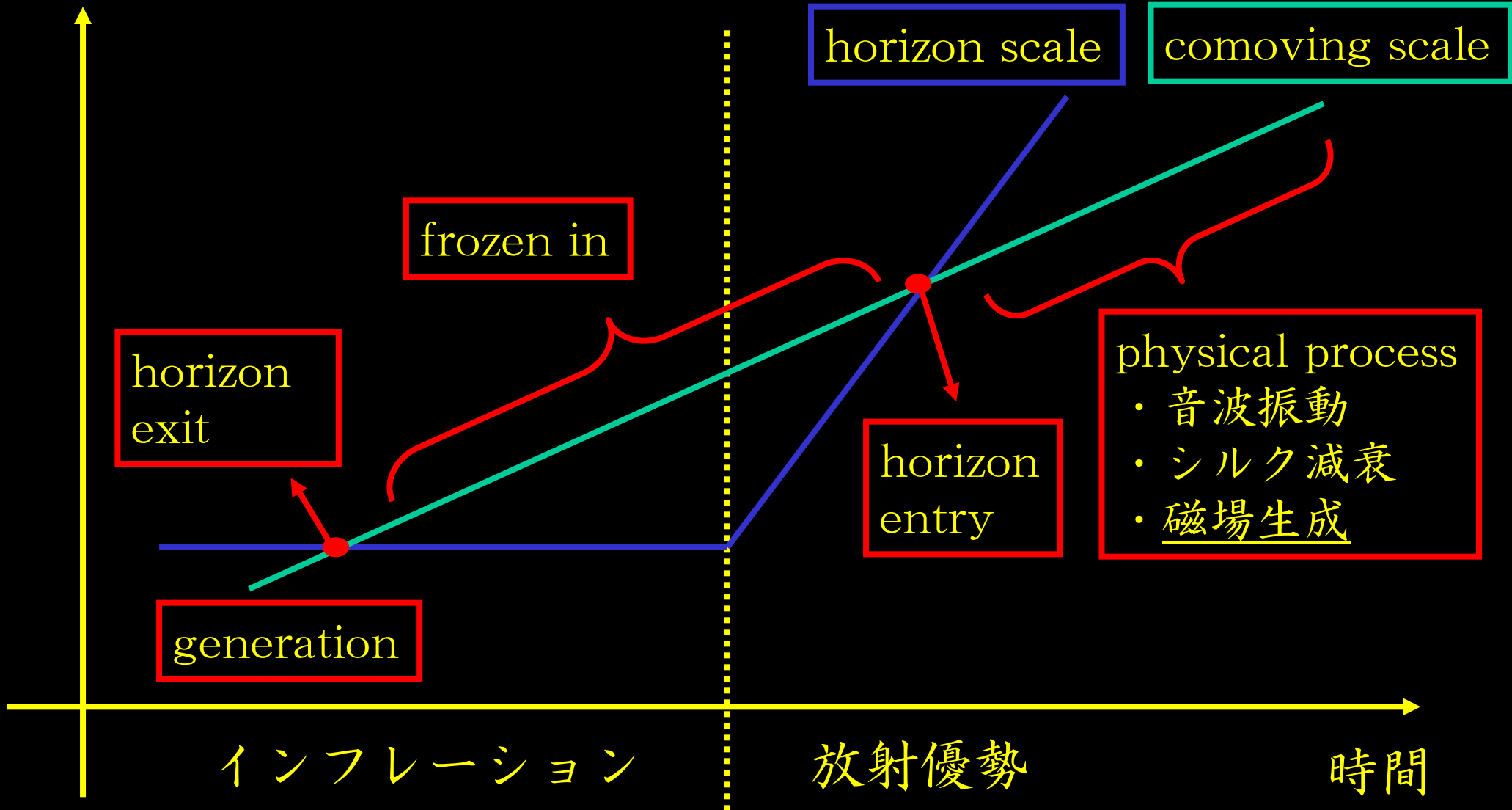
- ・バリオン
  - ・ダークマター
- } 一般相対論的流体方程式

- ・重力

これらを線形化して解く

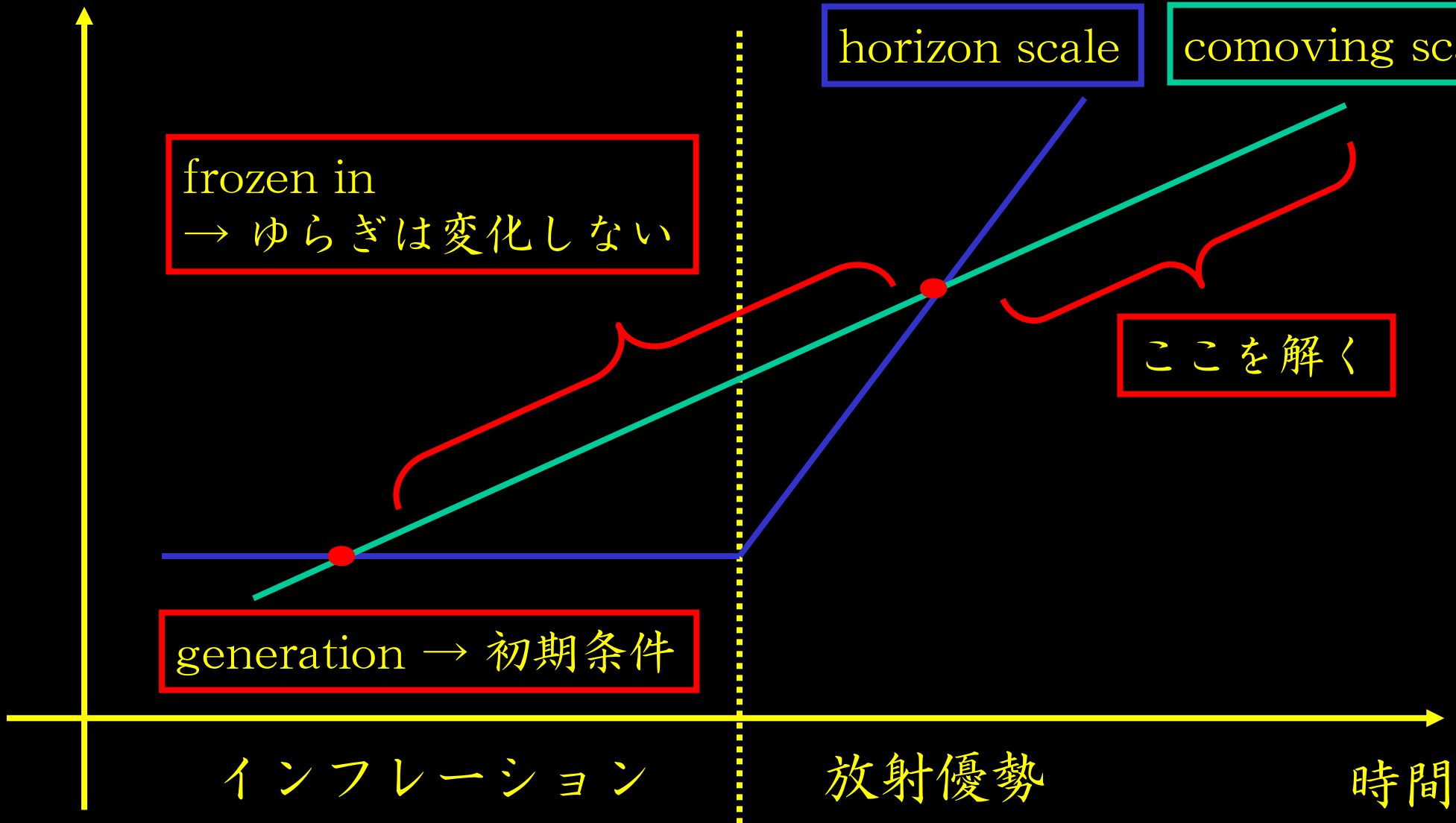
# ゆらぎの時系列

大きさ



# ゆらぎの時系列

大きさ



frozen in  
→ ゆらぎは変化しない

horizon scale

comoving scale

ここを解く

generation → 初期条件

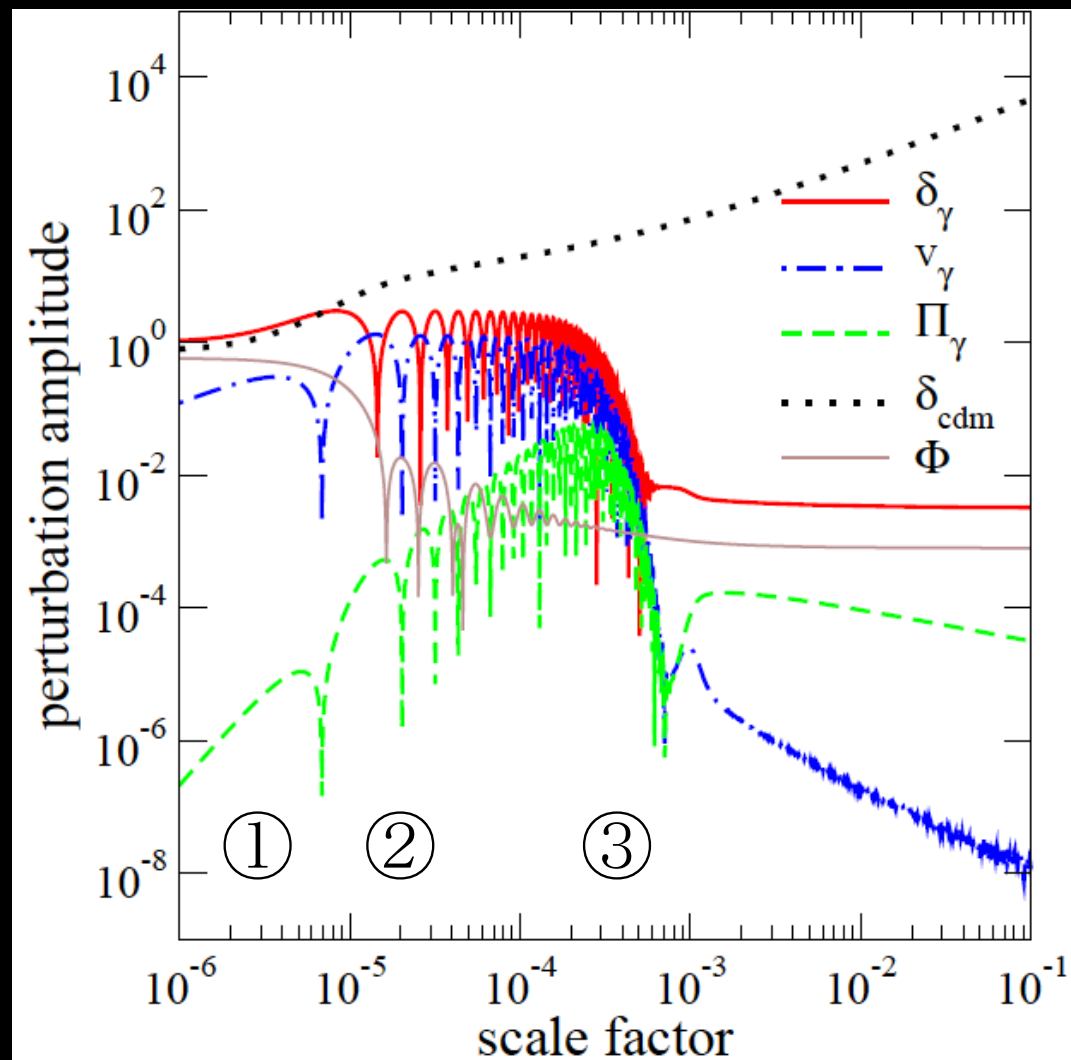
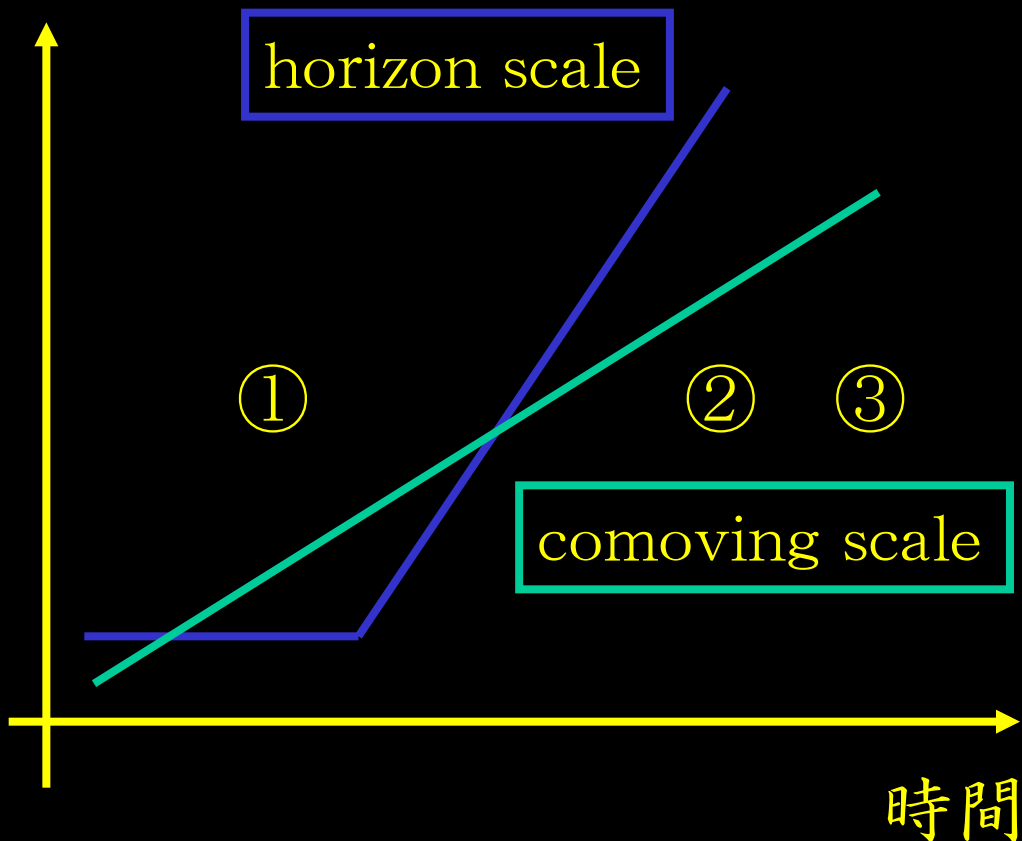
インフレーション

放射優勢

時間

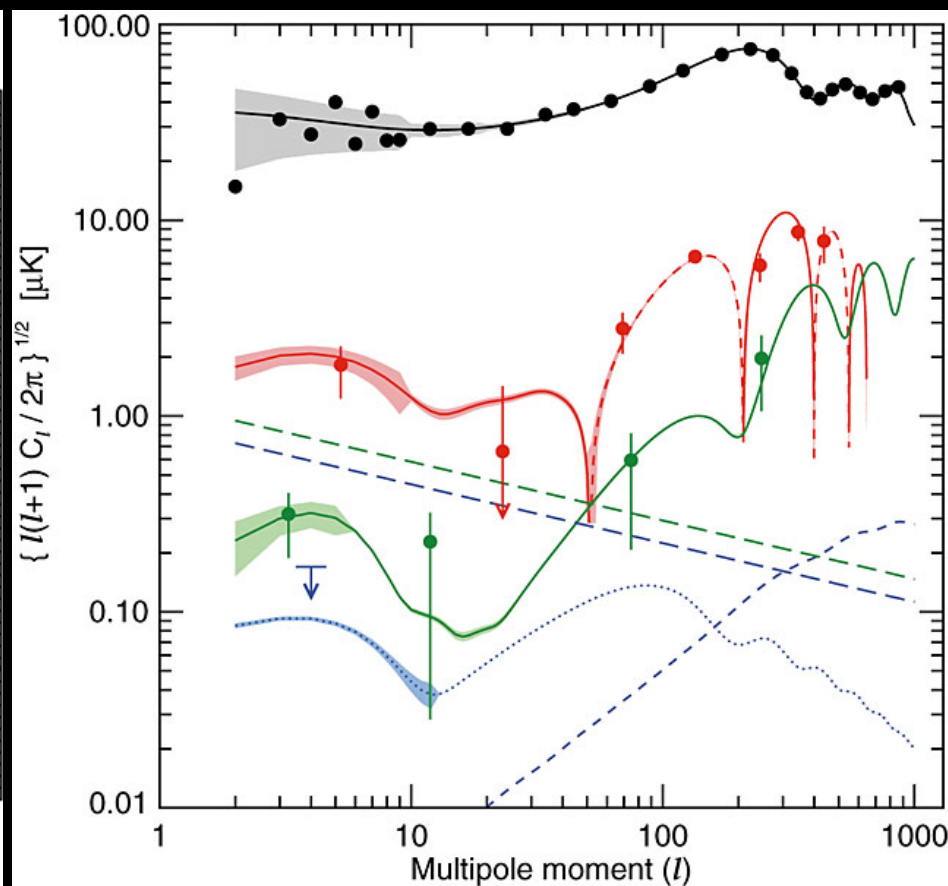
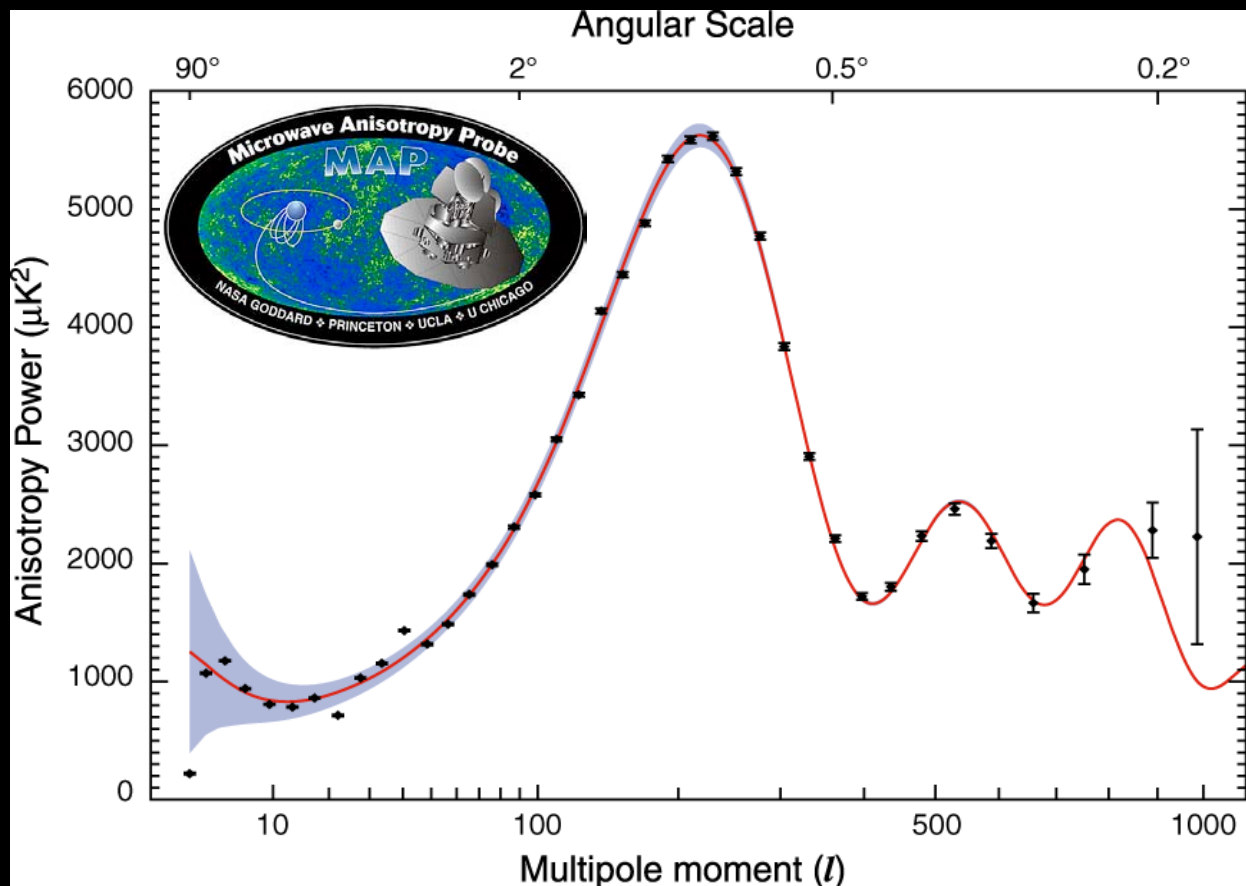
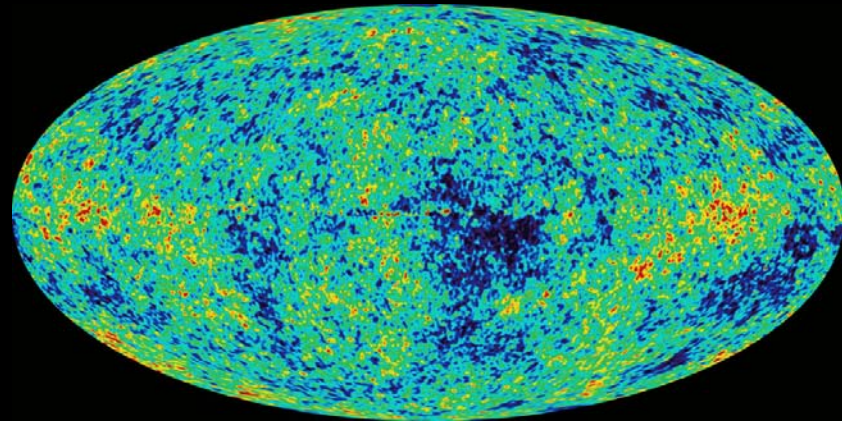
# いろいろなゆらぎの振る舞い

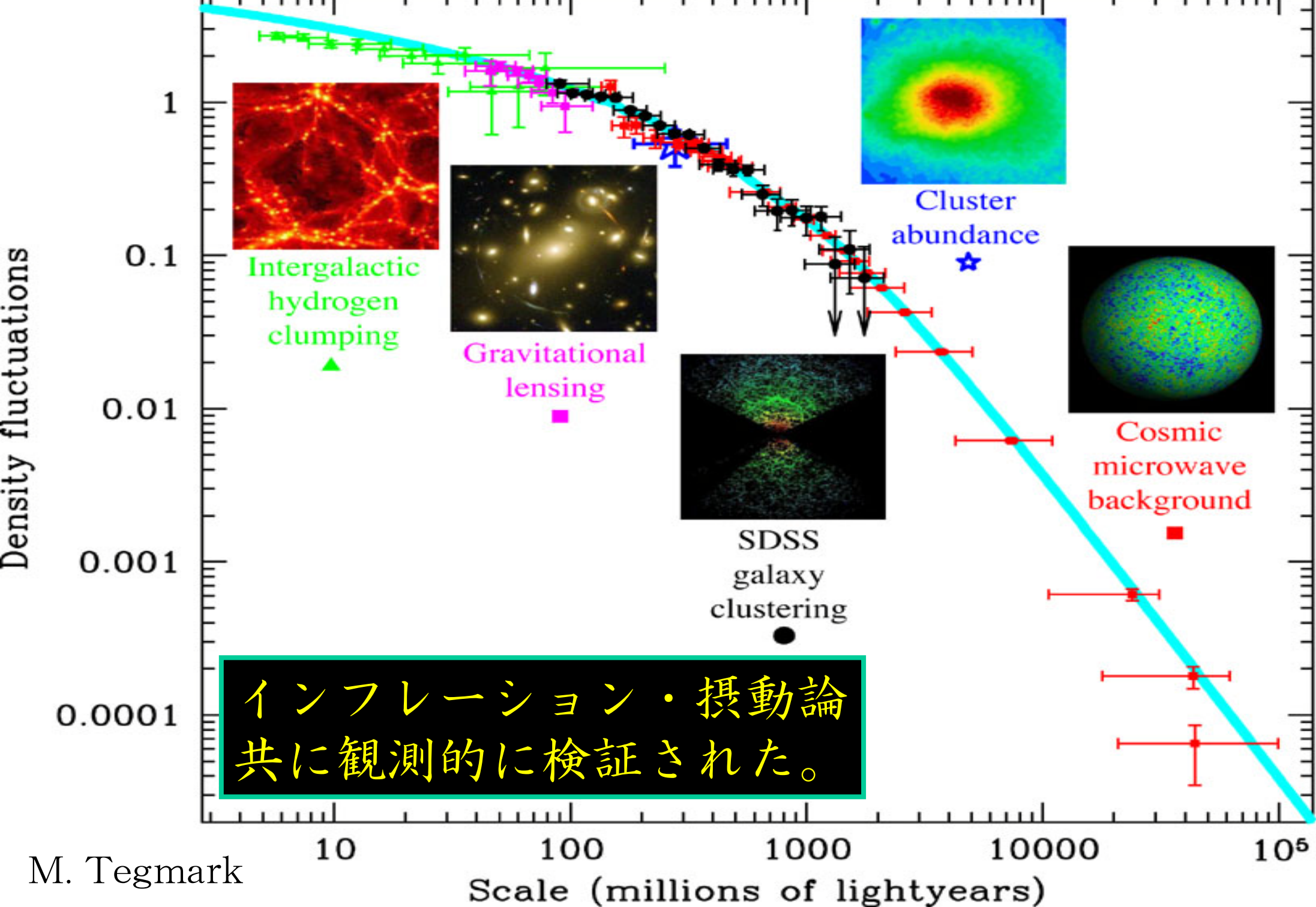
- ①superhorizon    ②音波振動    ③シルク減衰



# 宇宙論的摂動論（線形）の成果

宇宙背景放射のゆらぎの観測  
→ 10個程度のパラメータで  
2000個のデータを説明





# 計算の流れ

陽子・電子の運動方程式



一般化オームの法則 with 光子の外力



ファラデーの法則に代入して電場を消去



磁場の発展方程式



数値計算

摂動2次まで

→ 1次スカラーから2次ベクトルが生成



# トムソン散乱の衝突積分

$$\begin{aligned}
 C_{\gamma e}^{(T)}[f(p_i)] &= \frac{2\pi^4}{p} \int \frac{d^3 p'}{(2\pi)^3 2E_\gamma(p')} \int \frac{d^3 q}{(2\pi)^3 2E_e(q)} \int \frac{d^3 q'}{(2\pi)^3 2E_\gamma(q')} \\
 &\times |M|^2 \delta[E_\gamma(p) + E_e(q) - E_\gamma(p') - E_e(q')] \delta^{(3)}[p_i + q_i - p'_i - q'_i] \\
 &\{f_\gamma(p'_i) f_e(q'_i) - f_\gamma(p_i) f_e(q_i)\} \\
 &\sim \frac{\pi n_e |M|^2}{4m_e^2 p} \int \frac{d^3 p'}{(2\pi)^3 p'} \{f_\gamma(p'_i) - f_\gamma(p_i)\} \left\{ \delta(p - p') + (p_i - p'_i) u_e^i \frac{\partial \delta(p - p')}{\partial p'} \right\}
 \end{aligned}$$

$$T/me \ll 1$$

$$\begin{aligned}
 C_{\gamma e}^{(T)i}[f(p_i)] &= \int \frac{d^3 p}{(2\pi)^3} p^i C_{\gamma e}^{(T)}[f(p_i)] \\
 &= \frac{4\sigma_T \rho_\gamma n_e}{3} \left[ \underbrace{(u_e^i - u_\gamma^i)}_{\text{速度差による摩擦}} + \frac{1}{8} \underbrace{u_{ej} \Pi_\gamma^{ij}}_{\text{粘性による摩擦}} \right]
 \end{aligned}$$

速度差による摩擦

粘性による摩擦

# 磁場の発展方程式

一般化オームの法則 (光子圧とつりあう電場)

$$u^\mu F^i{}_\mu = -\frac{4\sigma_T \rho_\gamma}{3e} \left[ (u_e^i - u_\gamma^i) + \frac{1}{8} u_{ej} \Pi_\gamma^{ij} \right] \equiv C^i$$

摂動2次までの磁場の発展方程式

$$\begin{aligned} \dot{B}^i &\sim -2\epsilon^{ijk} C_{j,k} \\ &\sim \frac{8\sigma_T}{3e} \epsilon^{ijk} \left[ \frac{\rho_{\gamma,k}^{(1)}}{\rho_\gamma^{(0)}} \left( u_{ej}^{(1)} - u_{\gamma j}^{(1)} \right) + \left( u_{ej,k}^{(2)} - u_{\gamma j,k}^{(2)} \right) + \frac{1}{8} \left( u_{el}^{(1)} \Pi_{\gamma j}^{(1)l} \right)_{,k} \right] \end{aligned}$$

vorticityの差 → 純2次

光子密度勾配と速度差の外積  
→ 1次×1次

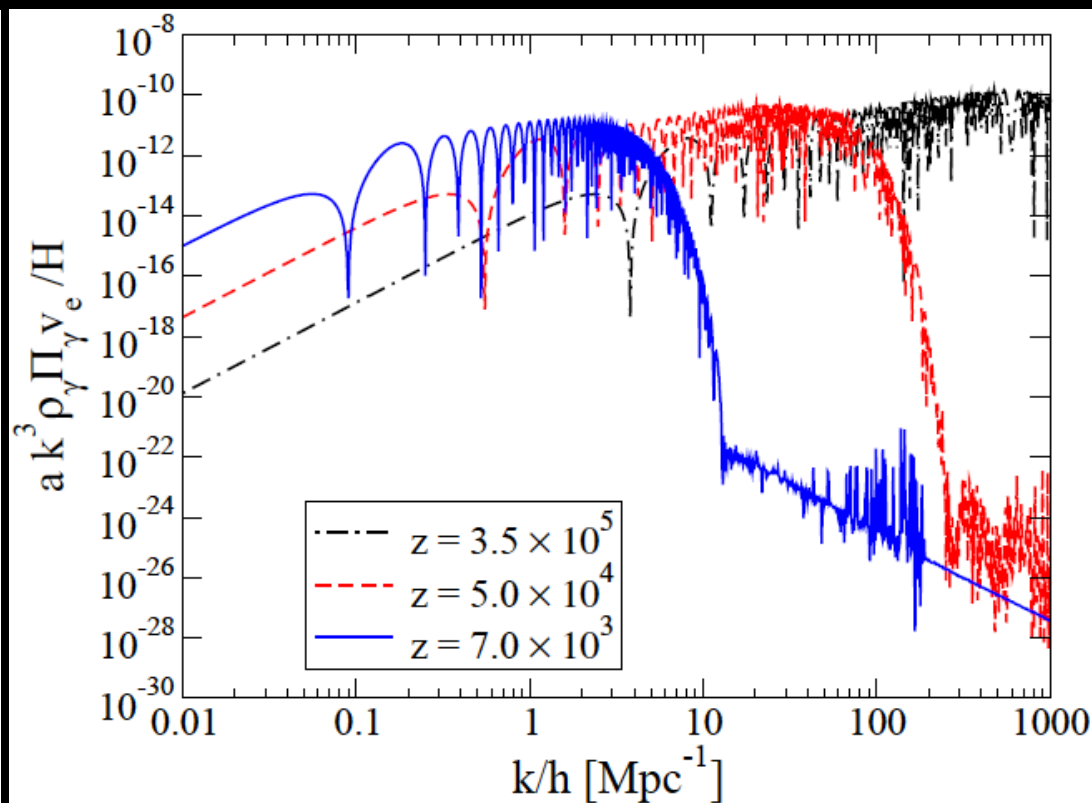
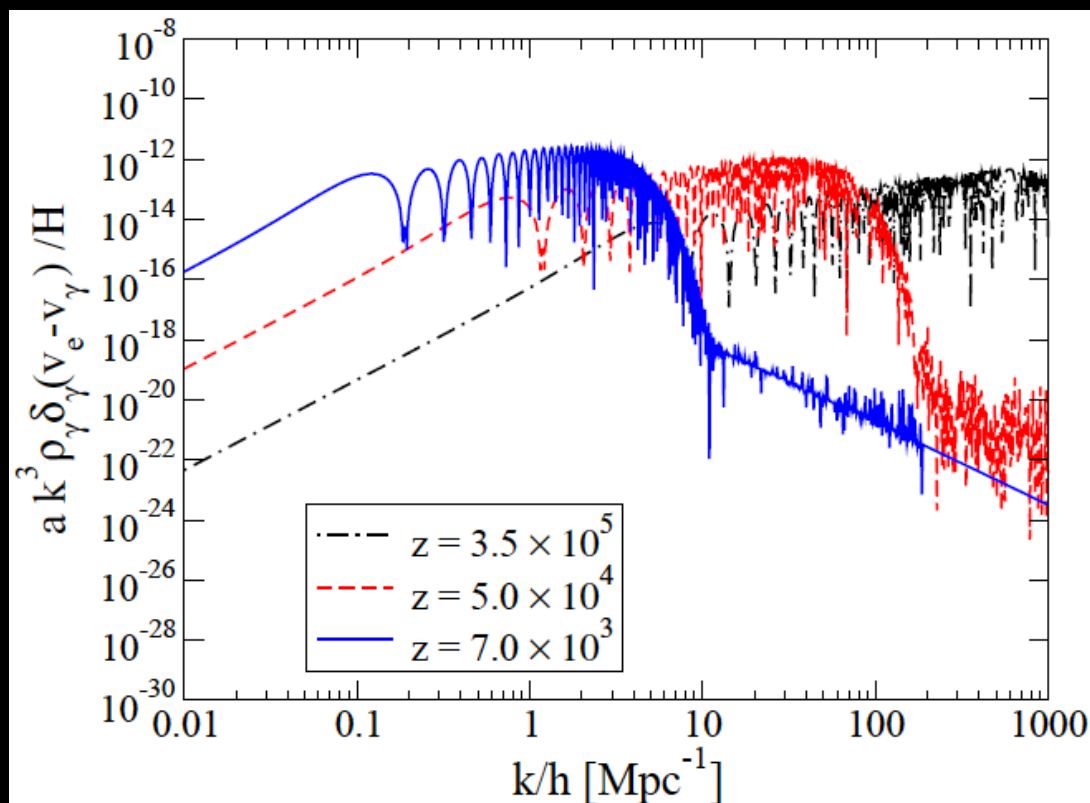
光子の非等方ストレス  
→ 1次×1次

1次の積は簡単に評価できる (純2次は難しい)

# ソース項の振る舞い

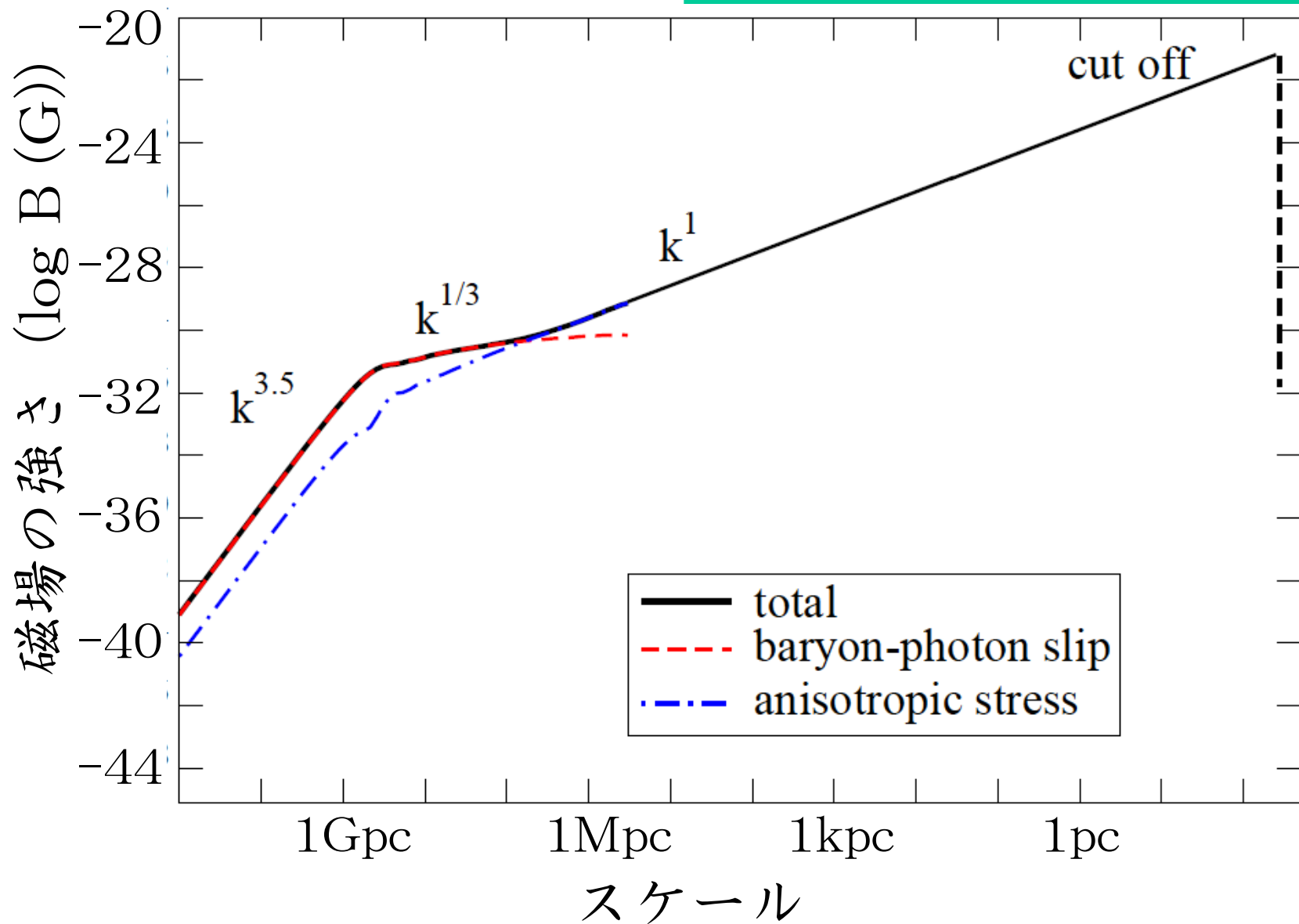
スリップ項、非等方ストレス項の  
スペクトルの時間発展

→ horizonに入ってからシルク減衰するまで生成

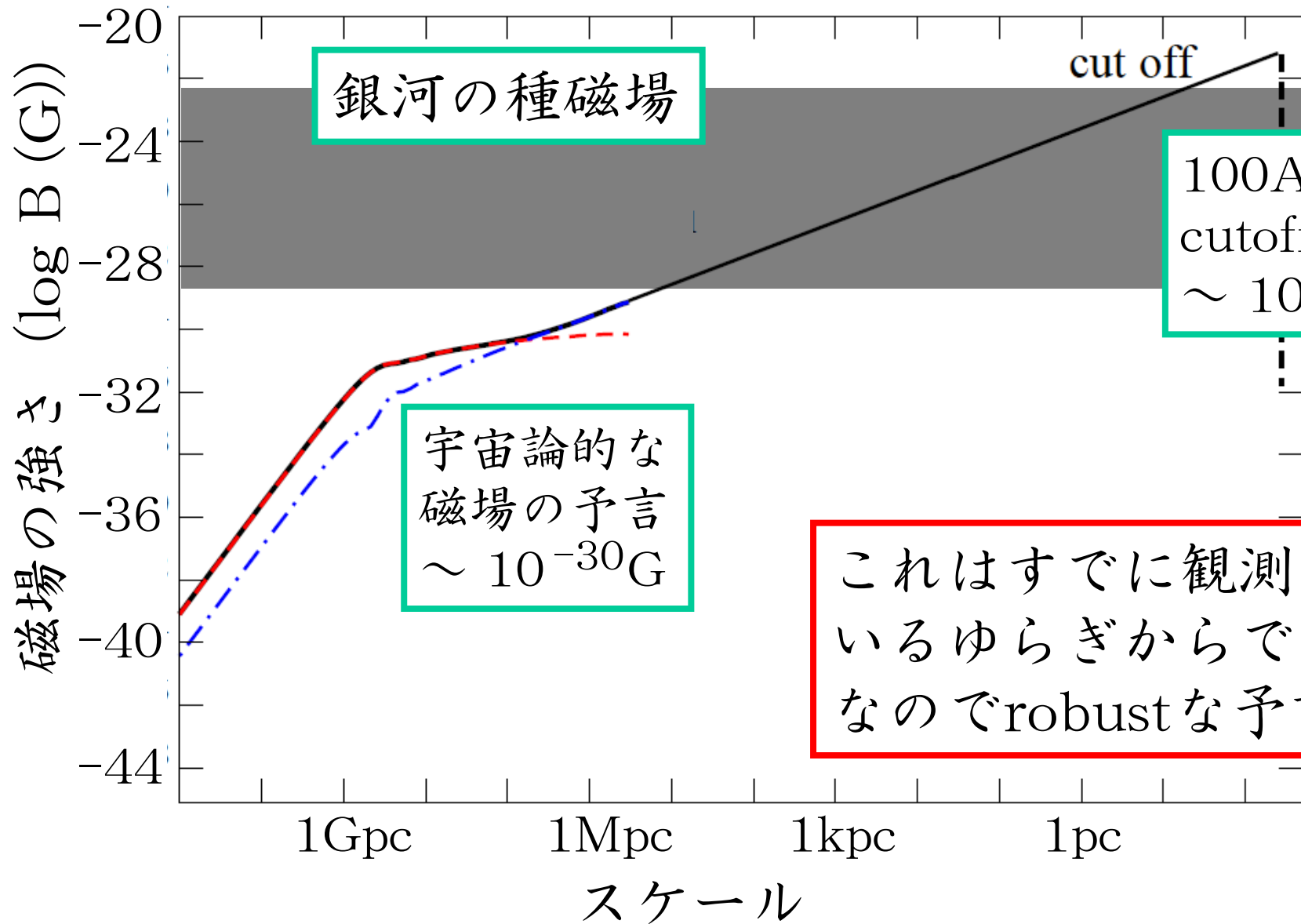


# 磁場のスペクトル

解析的にベキを出すことができるが今日は割愛。



# 磁場スペクトルの特徴



これはすでに観測されているゆらぎからできた物なのでrobustな予言

# 磁場のスペクトルまとめ

## formalism

- ・ 2次摂動論
- ・ 電子と陽子を別々に取り扱う

## メカニズム

- ・ 1次スカラー → 2次ベクトル
- ・ 光子が電子を選択的に押す

## 結果

- ・ 宇宙論的な磁場の存在を予言
- ・ 銀河の種磁場になるかも

## 課題

- ・ 純2次のvorticityの計算

## 4、磁場の観測

K. Ichiki, S. Inoue & KT, arXiv:0711.1589

KT, K. Murase, K. Ichiki, S. Inoue & S. Nagataki , in progress

# 磁場の観測

初期宇宙で生成された磁場を観測したい

- ・理論の検証
- ・磁場で初期宇宙を探る？

## 問題

- ・生成されたときの情報は残っているか？
- ・そんな弱い磁場を観測できるか？

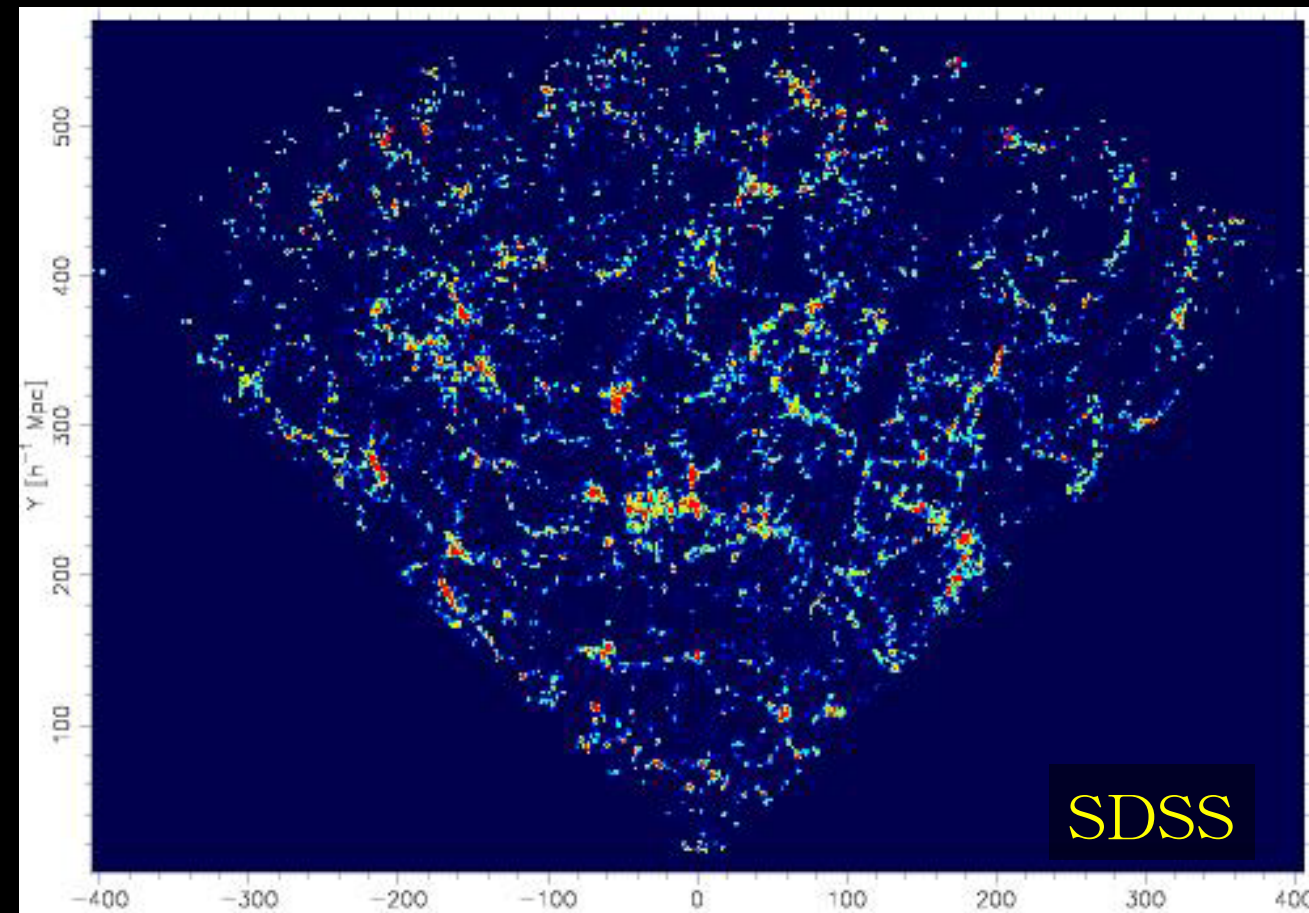


# 問題1：情報は残っているか？

収縮・乱流に巻き込まれるとスペクトルは変化する

濃い領域（銀河・銀河団）→ ダメ

薄い領域（void）→ OK？



- 宇宙の40%
- 典型的には10Mpc
- 密度が平均より小さいのでeffectiveに反重力  
→ ゆらぎは線形のまま
- 他に磁場源はなさそうだが銀河や銀河団からの流れ込みは？

## 問題2：弱い磁場を観測できるか？

CMB・Faraday rotation

→ 現在の制限： $B < 1\text{nG}$

→ 望み薄

Plagaの方法 (Plaga, 1994)

GRB、blazarなど高エネルギーバースト

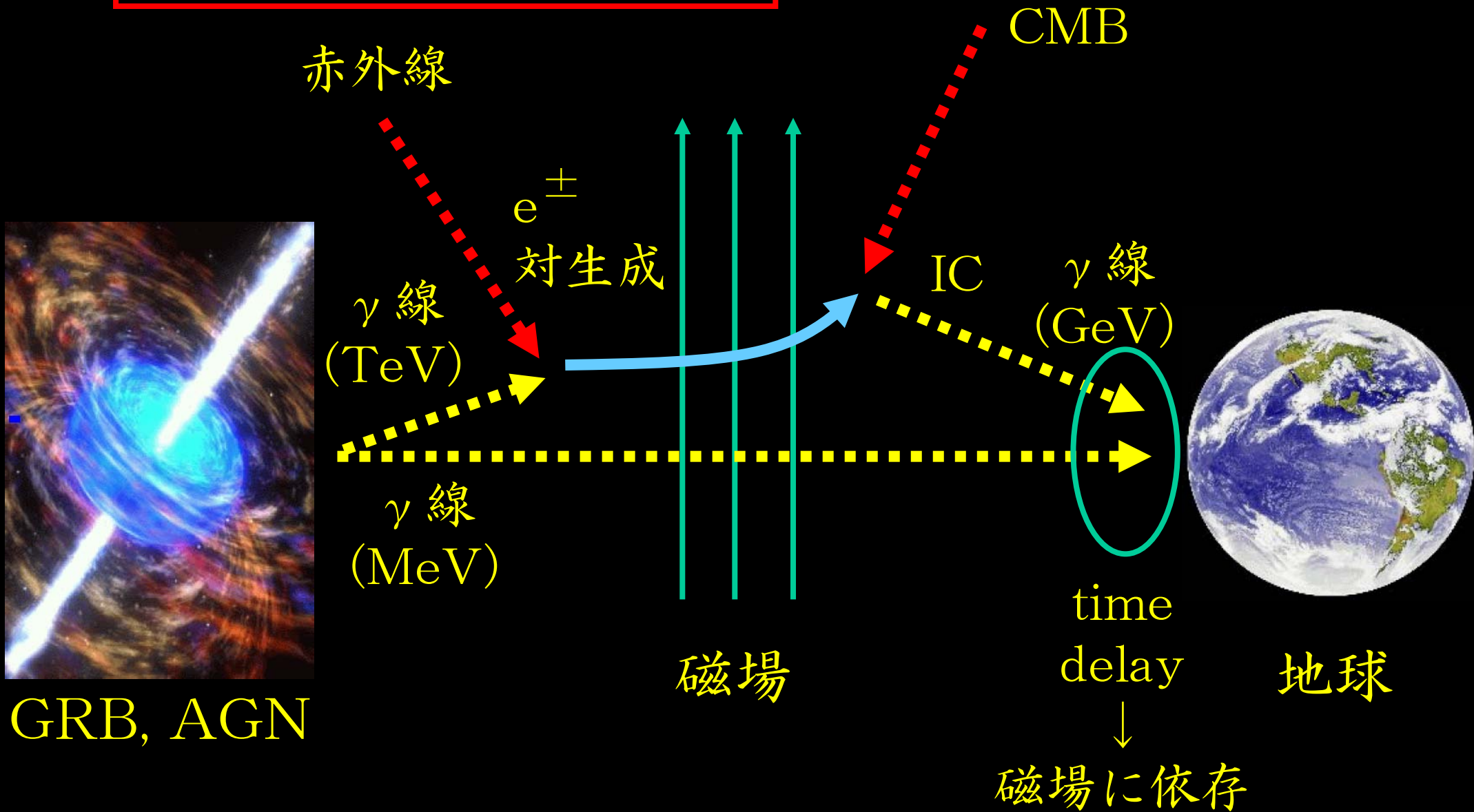
天体からのdelayed photonを使って

非常に弱い磁場を測る

→  $B = 10^{-15} \sim 10^{-20}\text{G}$

→ 現在のところ最も強力な方法

# Plagaの方法概念図 1

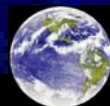


ターゲット

GRB・AGN

~ 50Mpc

地球



AGNの方が  
やりやすい?

# 概念図 2

赤外線

$$E_{\text{IR}} = 0.1\text{eV} \left( \frac{E_\gamma}{1\text{TeV}} \right)^{-1}$$

CMB

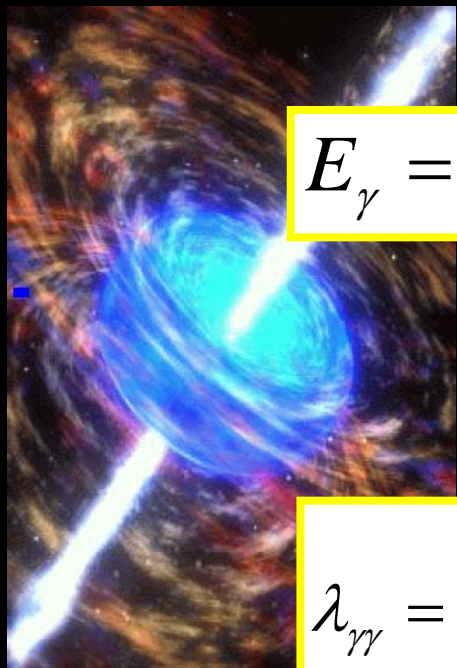
$$E_{\text{delay}} = 1\text{GeV} \left( \frac{E_\gamma}{1\text{TeV}} \right)^2$$

$$E_\gamma = 1\text{TeV}$$

$$\lambda_{\gamma\gamma} = 6\text{Mpc} \left( \frac{n_{\text{IR}}}{1\text{cm}^{-3}} \right)^{-1}$$

$$\lambda_{\text{IC}} = 1\text{Mpc} \left( \frac{E_\gamma}{1\text{TeV}} \right)^{-1}$$

$$\Delta t_B = 10^3 \text{sec} \left( \frac{E_{\text{delay}}}{1\text{GeV}} \right)^{-2} \left( \frac{B}{10^{-18} \text{G}} \right)^2$$



# いろいろな数字 1

$$E_\gamma = 1\text{TeV}$$

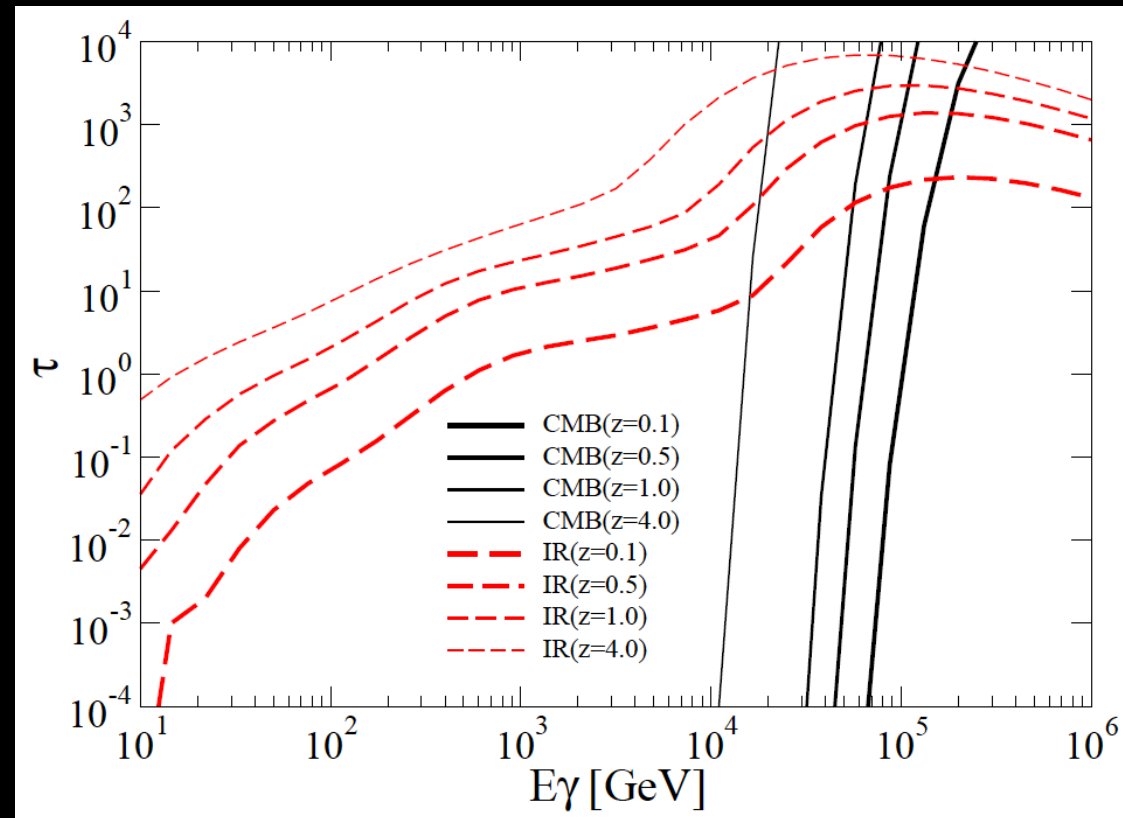
- TeV blazar
- GRBではパラメータ次第でTeVが出るのは割と自然

$$E_{\text{IR}} = 10^{-1}\text{eV} \left( \frac{E_\gamma}{1\text{TeV}} \right)^{-1}$$

- COBEでわりとよく観測

$$E_{\text{delay}} = 1\text{GeV} \left( \frac{E_\gamma}{1\text{TeV}} \right)^2$$

- GLASTなど衛星の領域。  
もう少し高いと地上のチェレンコフ望遠鏡の領域。



## いろいろな数字2

$$\lambda_{\gamma\gamma} = 6\text{Mpc} \left( \frac{n_{\text{IR}}}{1\text{cm}^{-3}} \right)^{-1}$$

- ・天体付近の濃い領域から出るのに十分大きい

$$\lambda_{\text{IC}} = 1\text{Mpc} \left( \frac{E_{\gamma}}{1\text{TeV}} \right)^{-1}$$

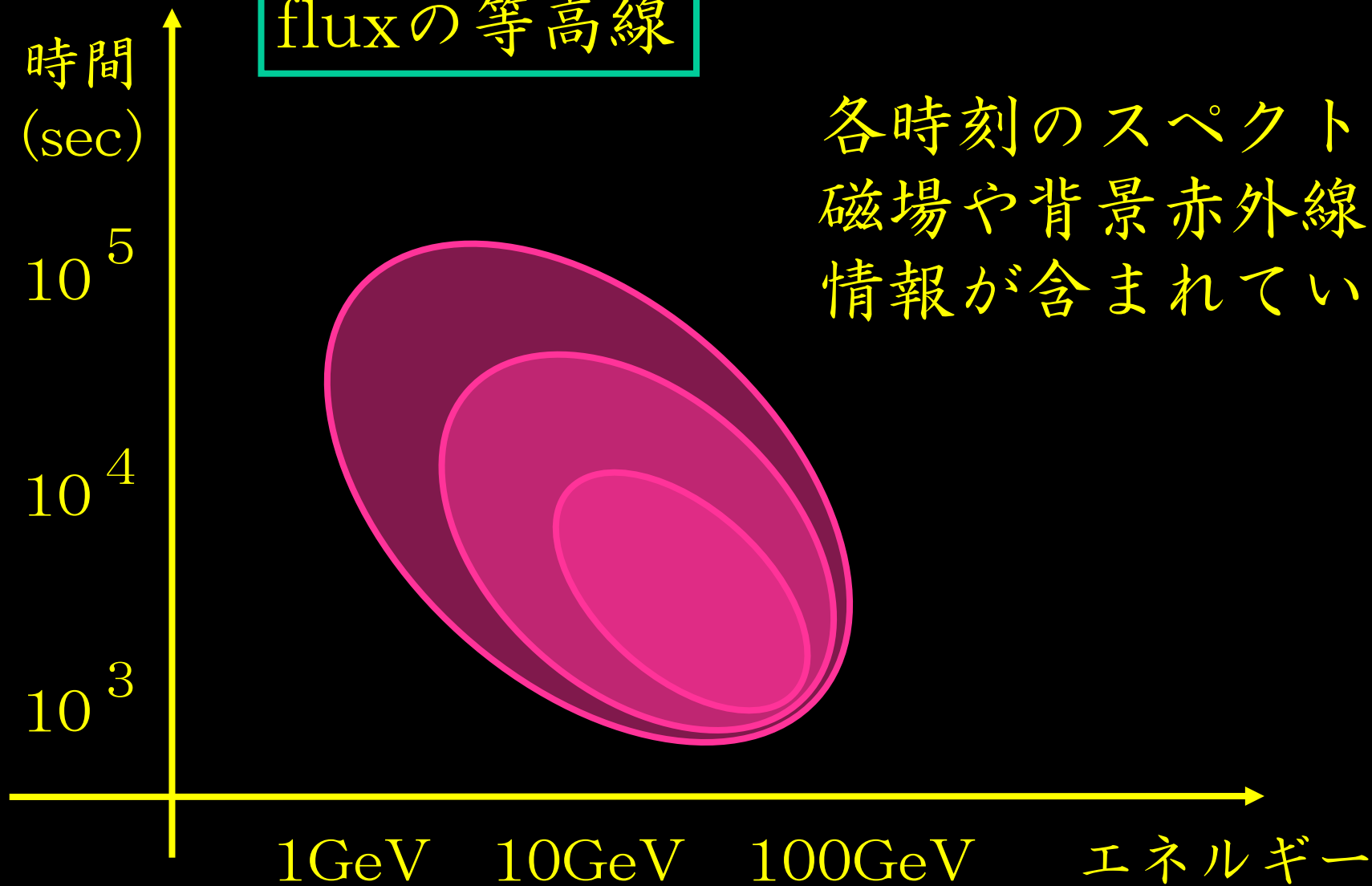
- ・上と合わせても基本的に反応はlocal

$$\Delta t_B = 10^3 \text{sec} \left( \frac{E_{\text{delay}}}{1\text{GeV}} \right)^{-2} \left( \frac{B}{10^{-18} \text{G}} \right)^2$$

- ・強い（弱い）磁場は高（低）エネルギー $\gamma$ 線で見える
- ・angular spreadingの時間スケールより大きくなければ磁場は探索できない

# 観測量

fluxの等高線



各時刻のスペクトルに  
磁場や背景赤外線の  
情報が含まれている



# 定式化

prompt emissionのスペクトル

$$\frac{d^2 N_\gamma}{dE_\gamma dt} = \frac{(\alpha - 1)L_{\gamma, \text{iso}}}{4\pi D_L^2 E_{\gamma, \text{pk}}^2} \left( \frac{E_\gamma}{E_{\gamma, \text{pk}}} \right)^{-\alpha}$$

対生成した電子陽電子のスペクトル

$$\frac{dN_{e,0}}{d\gamma_e} = \frac{L_{\gamma, \text{iso}}}{2\pi D_L^2} t_{\text{GRB}} \frac{\alpha - 1}{(2m_e)^{\alpha-1}} \frac{\gamma_e^{-\alpha}}{E_{\gamma, \text{pk}}^{2-\alpha}} (1 - \exp(-\tau(2\gamma_e m_e)))$$

delayed emissionのスペクトル

$$\frac{d^2 N_{\text{delayed}}}{dt dE_\gamma} = \int d\gamma_e \frac{dN_e}{d\gamma_e} \frac{d^2 N_{\text{IC}}}{dt dE_\gamma}$$

1個の電子によるIC photon

delayed emissionに寄与する電子

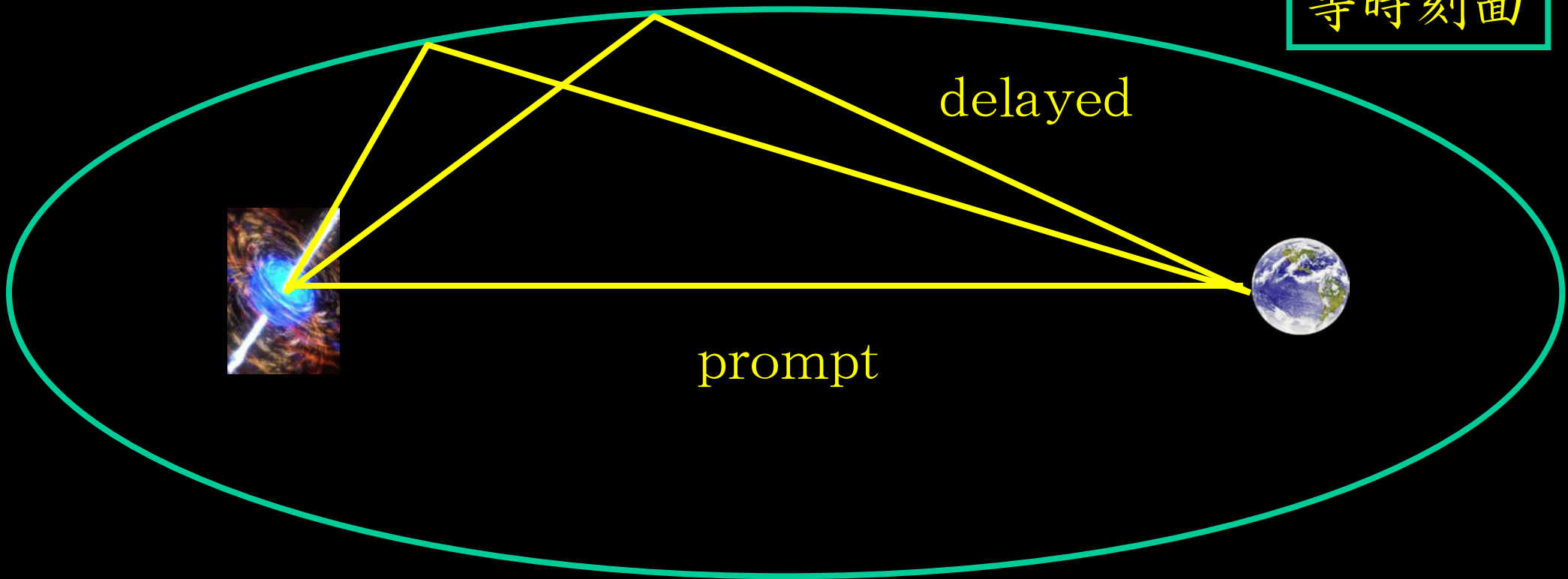
Ne,0とNeの関係は？

# 練習問題

Sazonov & Sunyaev, 2002

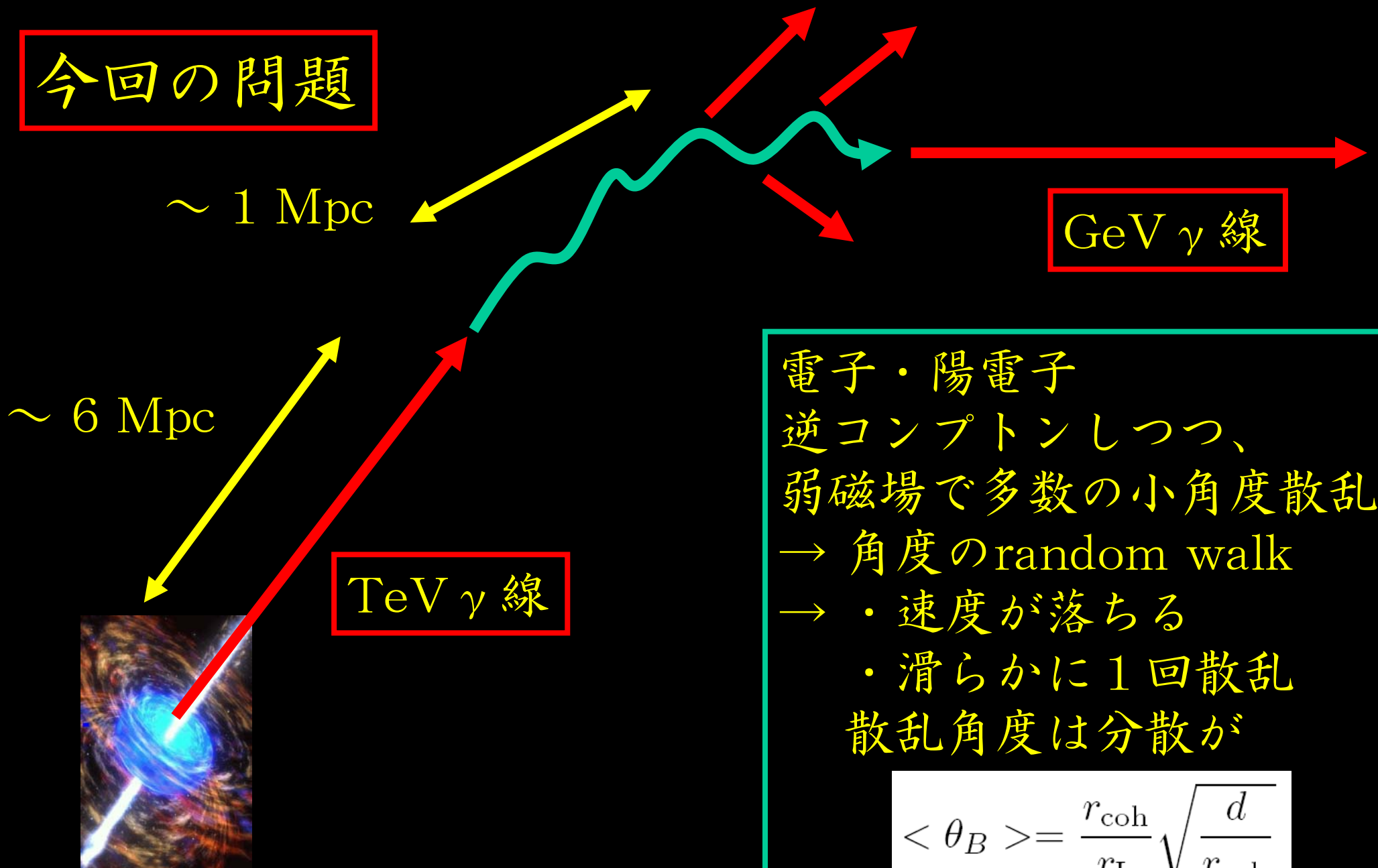
GRBのX線afterglowがdustで1回だけ散乱されたら  
どんなものが見えるか？

等時刻面



等時刻面を考え、その面の各点でのfluxに散乱断面積を  
かけて面上で積分すればよい

# 今回の問題



電子・陽電子  
逆コンプトンしつつ、  
弱磁場で多数の小角度散乱  
→ 角度のrandom walk  
→ ・速度が落ちる  
・滑らかに1回散乱  
散乱角度は分散が

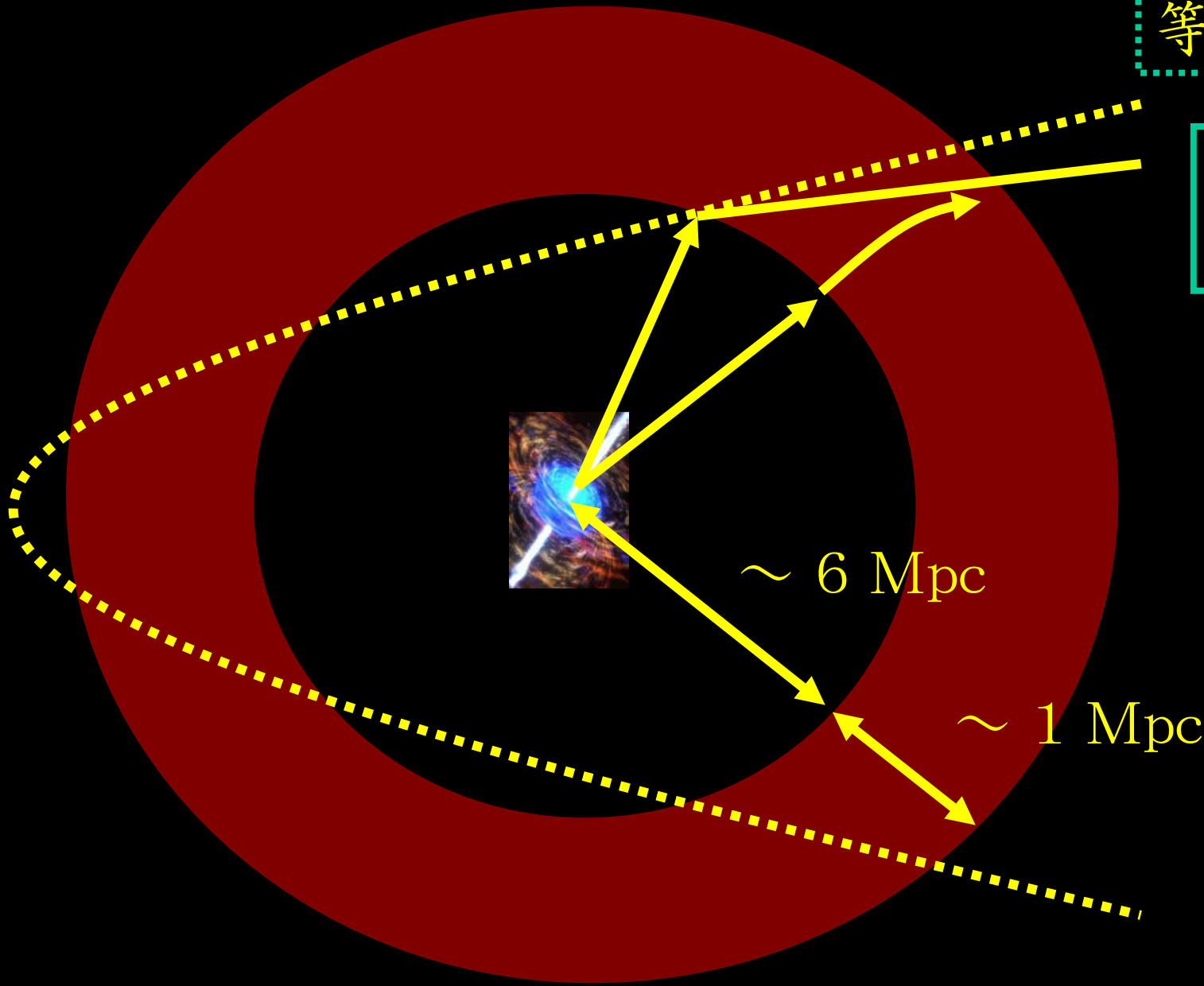
$$\langle \theta_B \rangle = \frac{r_{\text{coh}}}{r_L} \sqrt{\frac{d}{r_{\text{coh}}}}$$

のガウシアン

# effective等時刻面

もともとの  
等時刻面(楕円)

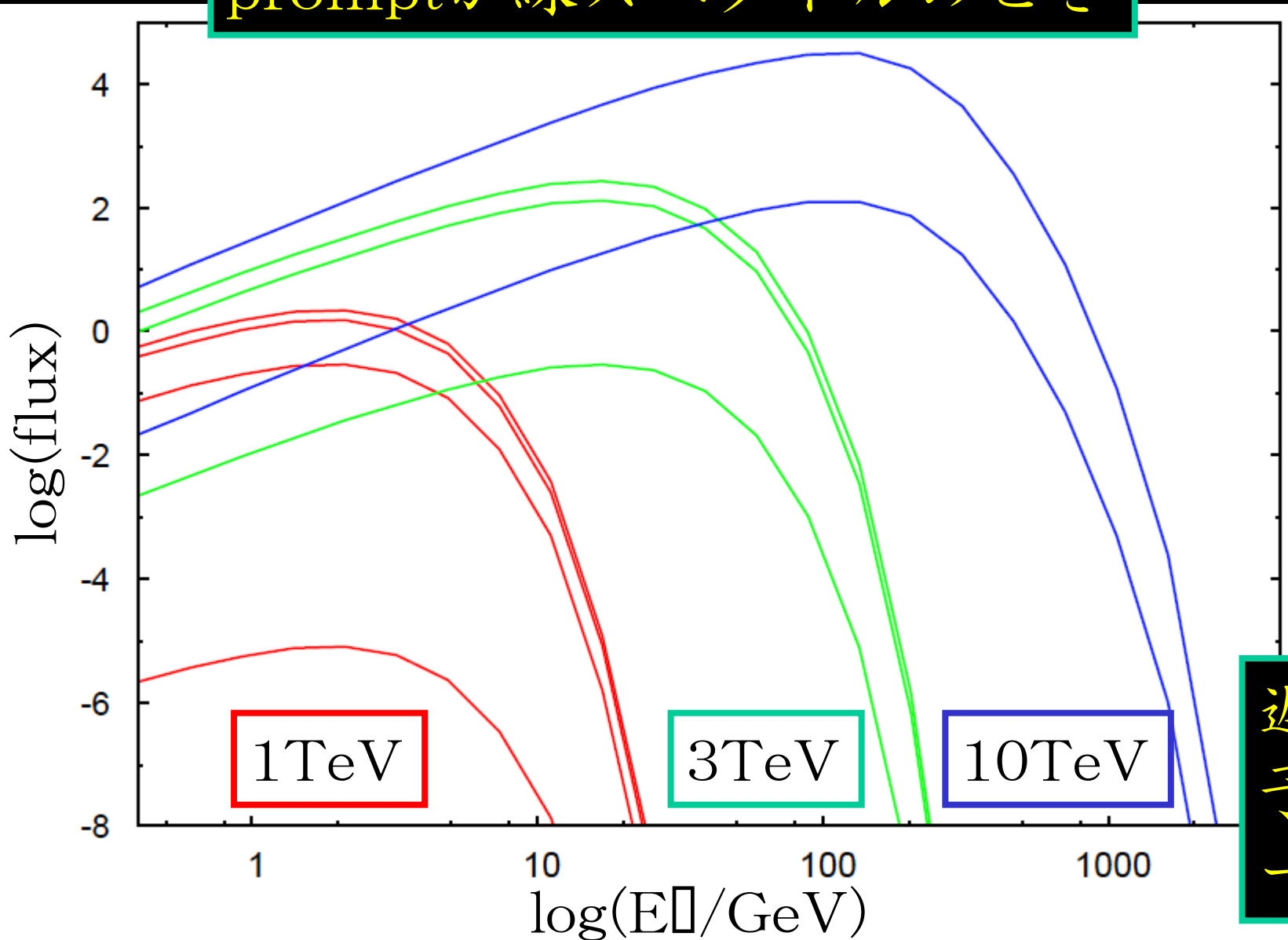
effectiveな  
等時刻面



- 等時刻面の変更
- 積分範囲の変更

# delayed photonのスペクトル

promptが線スペクトルのとき

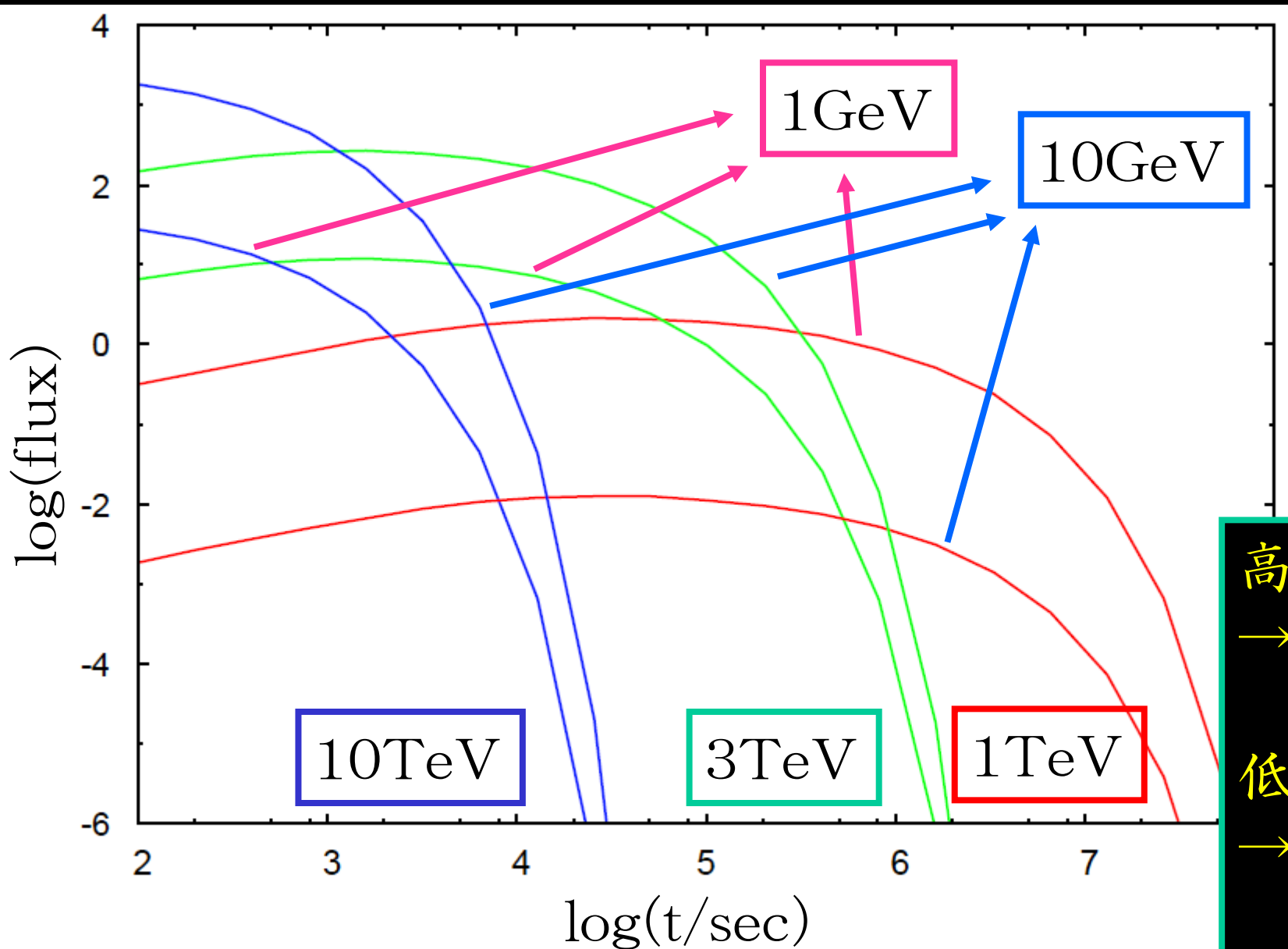


$t = 50 \text{ s}$   
 $5 \times 10^3 \text{ s}$   
 $5 \times 10^5 \text{ s}$   
 $5 \times 10^7 \text{ s}$

遅延時間は電子のエネルギーで決まる

light curve

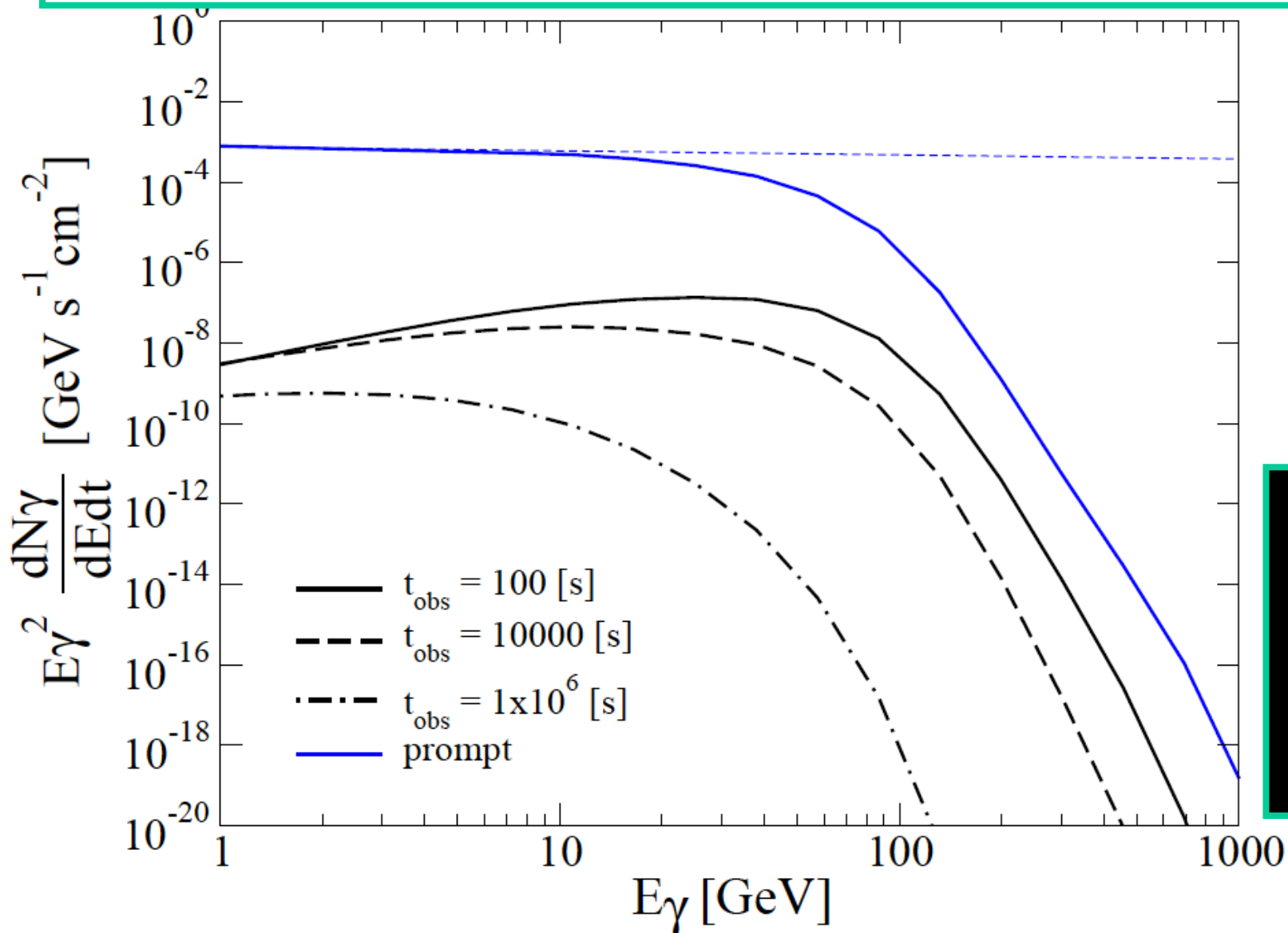
promptが線スペクトルのとき



高エネルギー  
→ fluxは大きい  
すぐにへたる  
低エネルギー  
→ fluxは小さい  
持続する

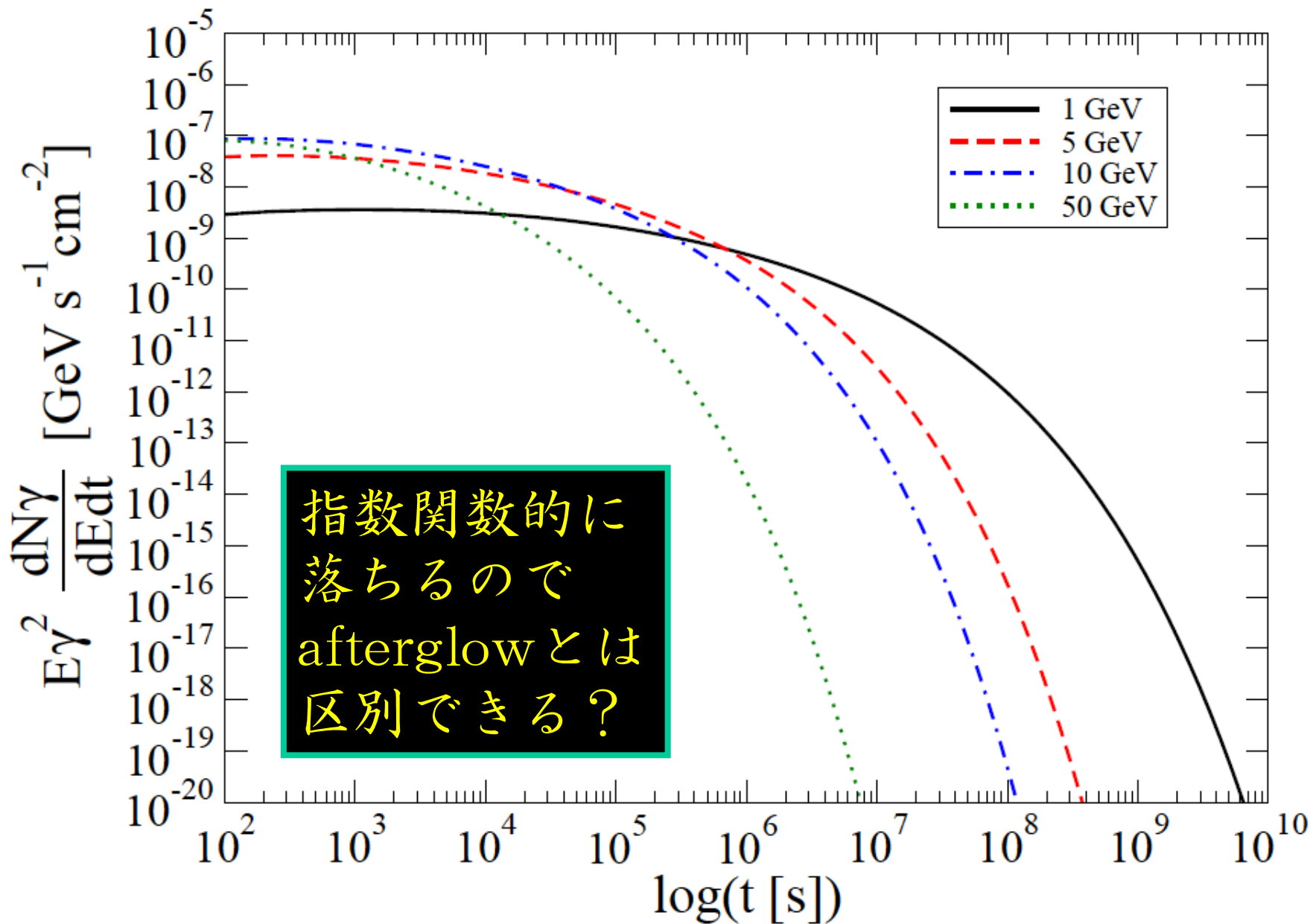
# delayed photonのスペクトル

$$(L_{\gamma, \text{iso}}, \alpha, E_{\gamma, \text{pk}}, E_{\text{cut}}, t_{\text{GRB}}) = (10^{53} \text{ erg}, 2.2, 500 \text{ keV}, 10 \text{ TeV}, 50 \text{ s})$$



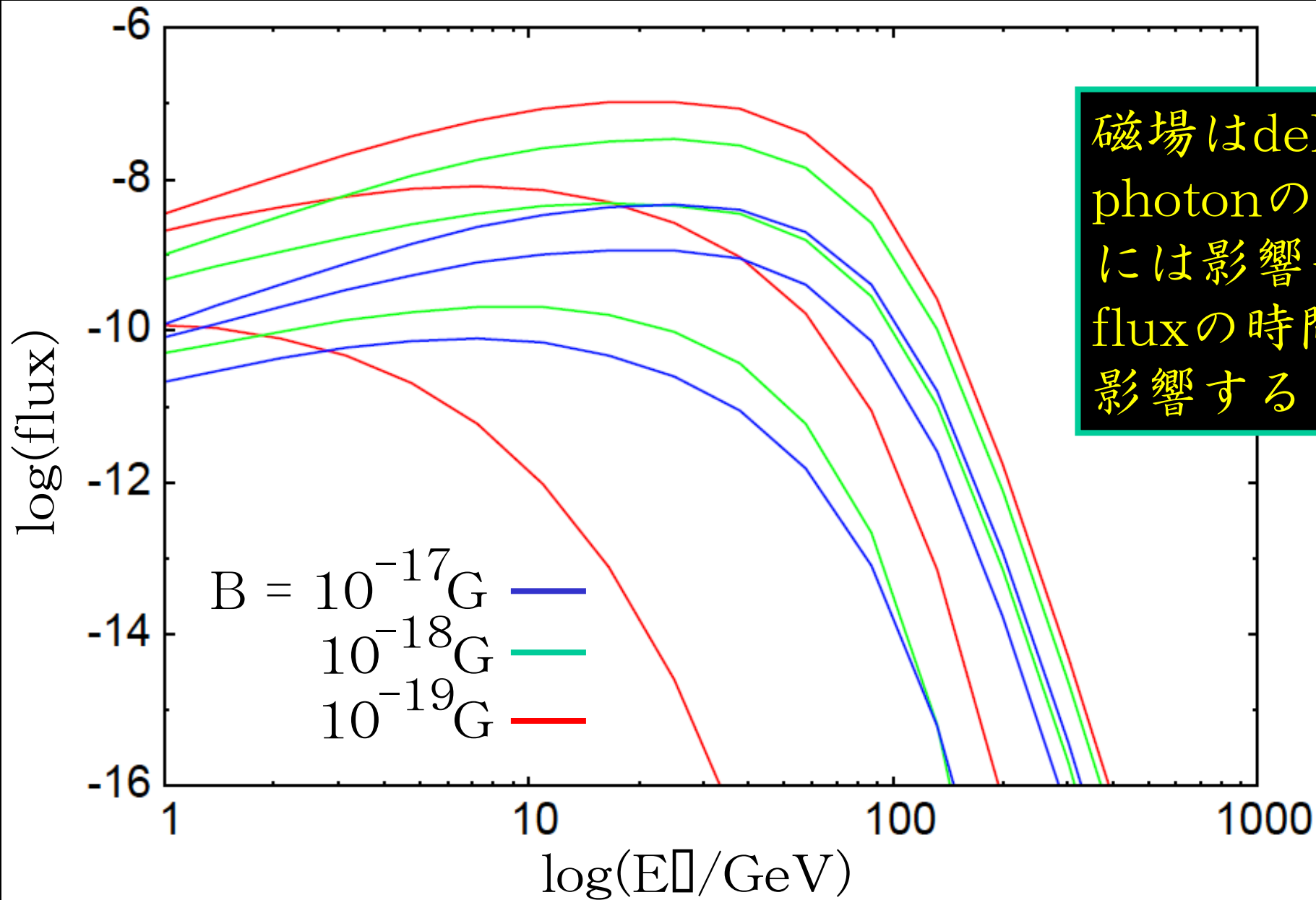
高エネルギー  
電子からの  
寄与はすぐに  
へたる

# delayed photonのlight curve



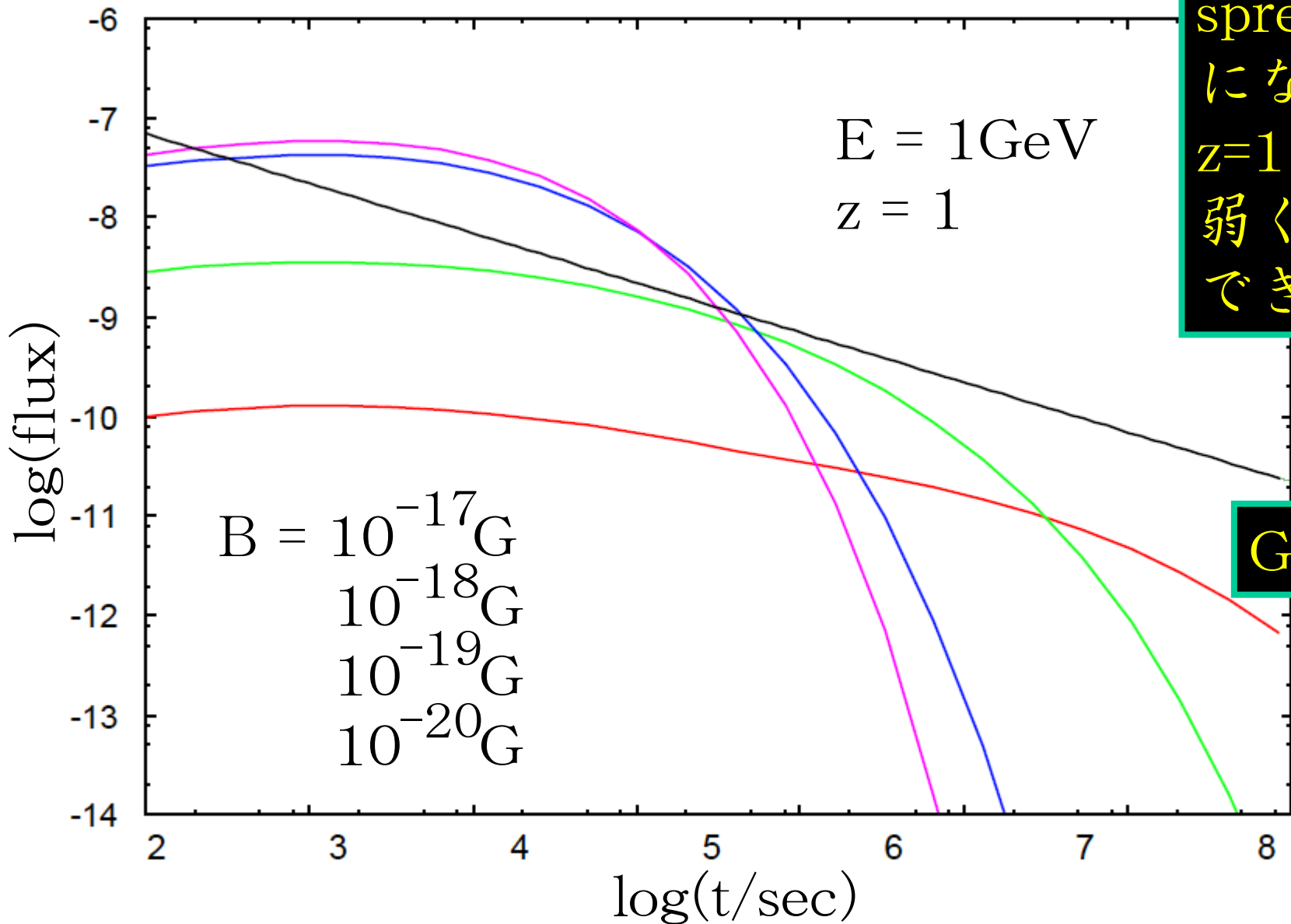


# スペクトルの磁場依存性



磁場はdelayed photonのfluenceには影響せずfluxの時間配分に影響する

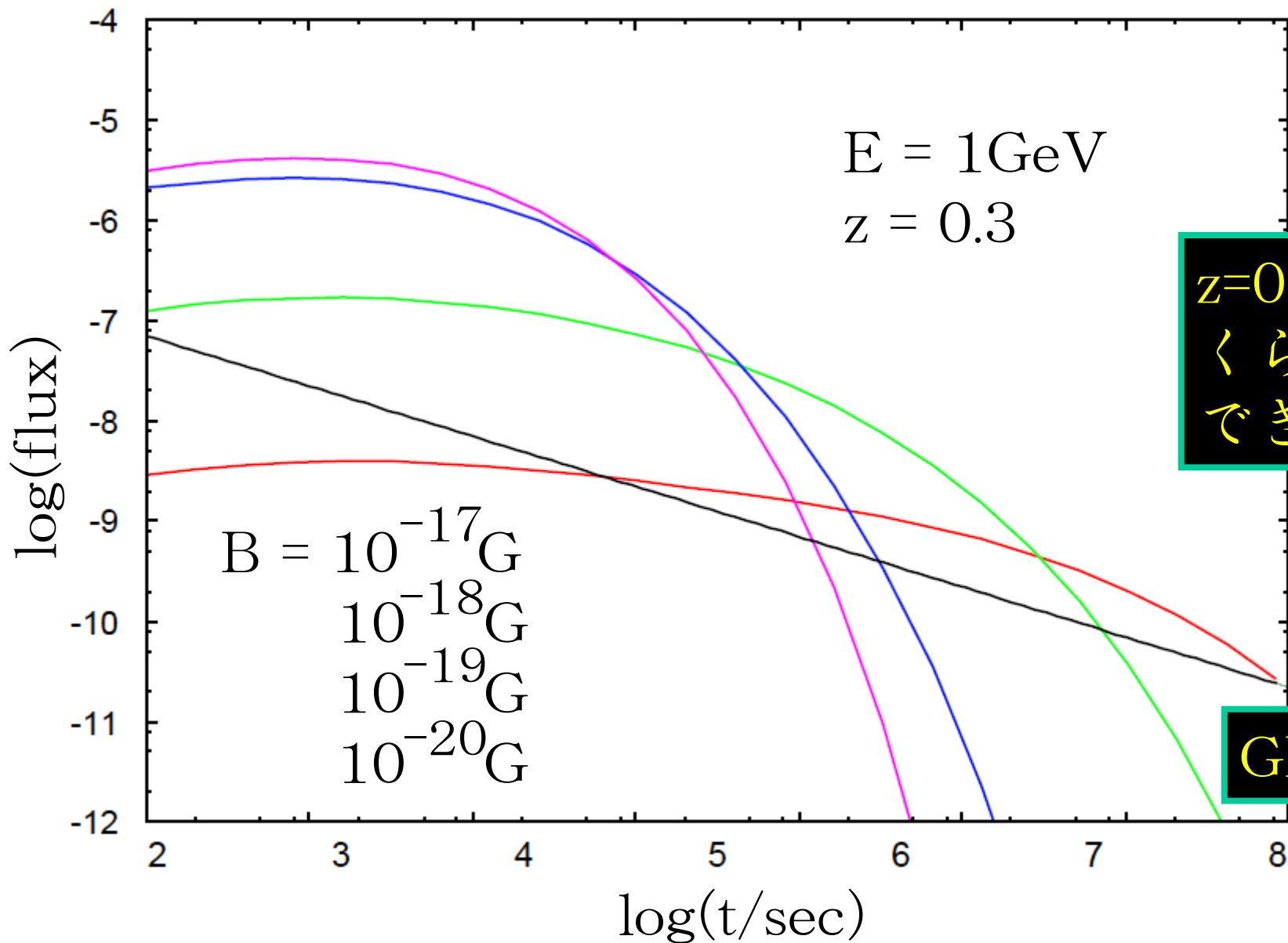
# light curveの磁場依存性①



$10^{-20} \text{ G}$ でangular spreadingが優勢になる。  
 $z=1$ だと磁場が弱くないと観測できない

GLASTの感度

# light curveの磁場依存性②

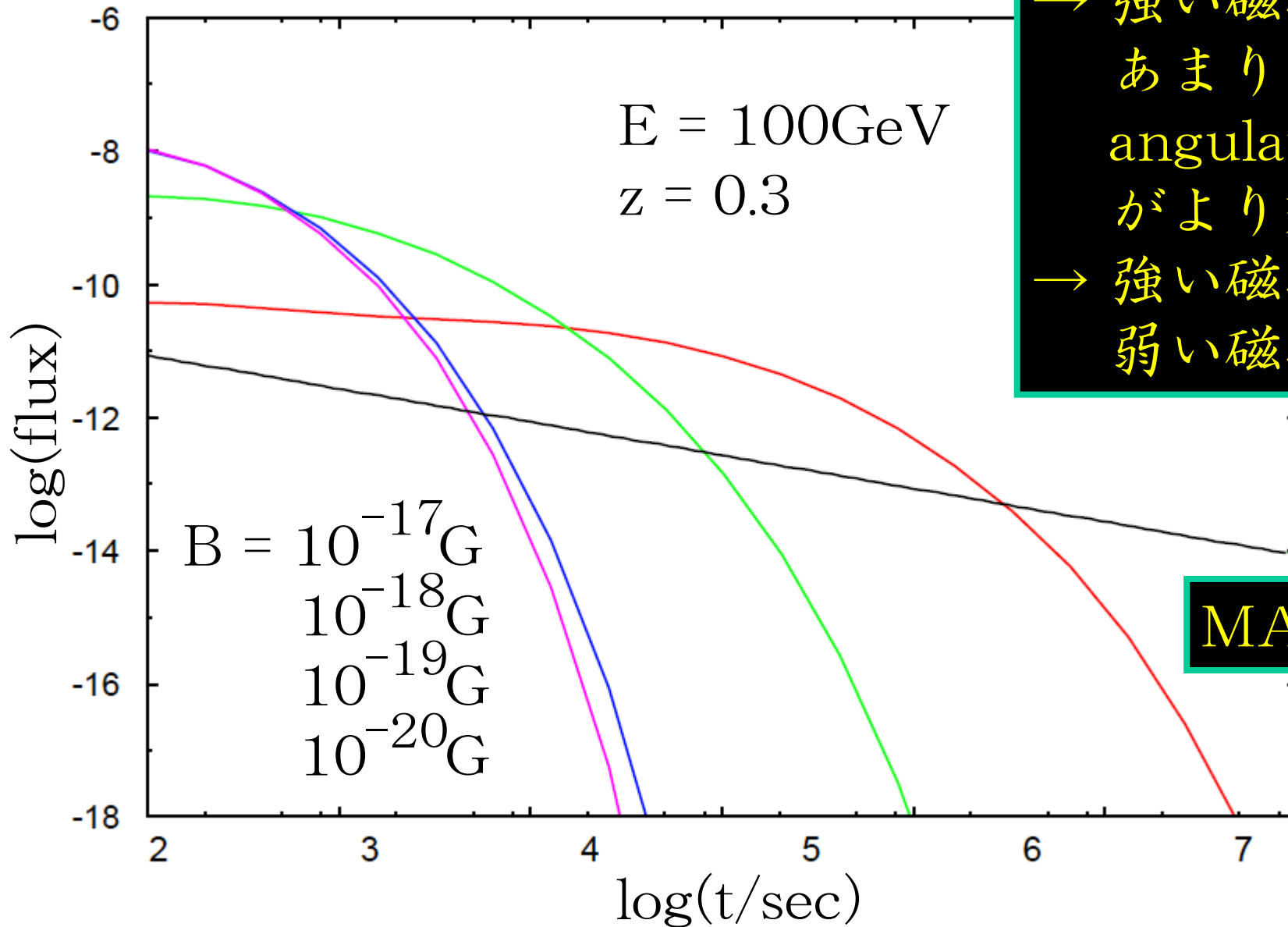


$z=0.3$ だと $10^{-17}\text{ G}$   
くらいまで観測  
できる

## コメント

- ・ angular spreadingのせいで検出できる磁場には下限がある
  - ・ 磁場が強すぎるとfluxが小さくなるので検出できる磁場には上限もある
- $10^{-17} \sim 10^{-20}$  Gの磁場が検出できる
- 観測するエネルギーを変えるともう少し広い範囲の磁場を探索できる

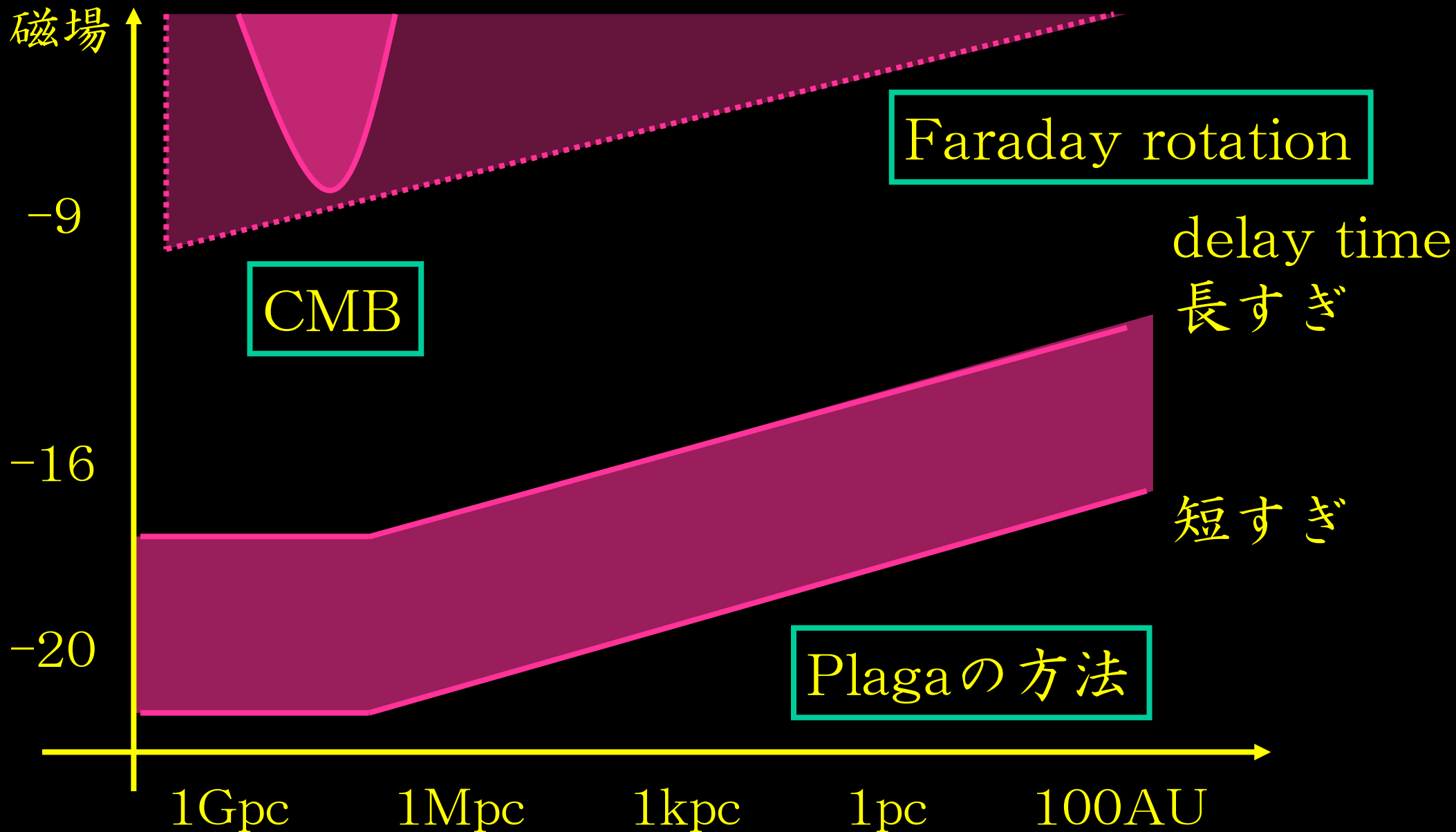
# MAGICを使う



エネルギーが高いと  
あまり磁場を感じない  
→ 強い磁場でもfluxが  
あまり落ちない  
angular spreading  
がより効きやすい  
→ 強い磁場は高エネで  
弱い磁場は低エネで

MAGICの感度

# non-detectionによる制限



# 観測戦略

delayed photonのスペクトルはいろんなものに依存

- ・ 磁場の強さとcoherence length
- ・ prompt emissionのスペクトル
- ・ 背景赤外線の数

→ どうやって磁場の情報を引き出すか

GRBとブレーザーどちらを使うか

GRB

- ・ バーストなのでdelayed photonが見分けやすい
- ・ いつどこで起こるかわからないし、だいたい遠い
- ・ 本当にTeVを出しているのか？

ブレーザー

- ・ TeV天体として確立しているし、近い
- ・ フレア以外のときも放射している

観測戦略を  
練る必要アリ

# 磁場の情報を引き出す

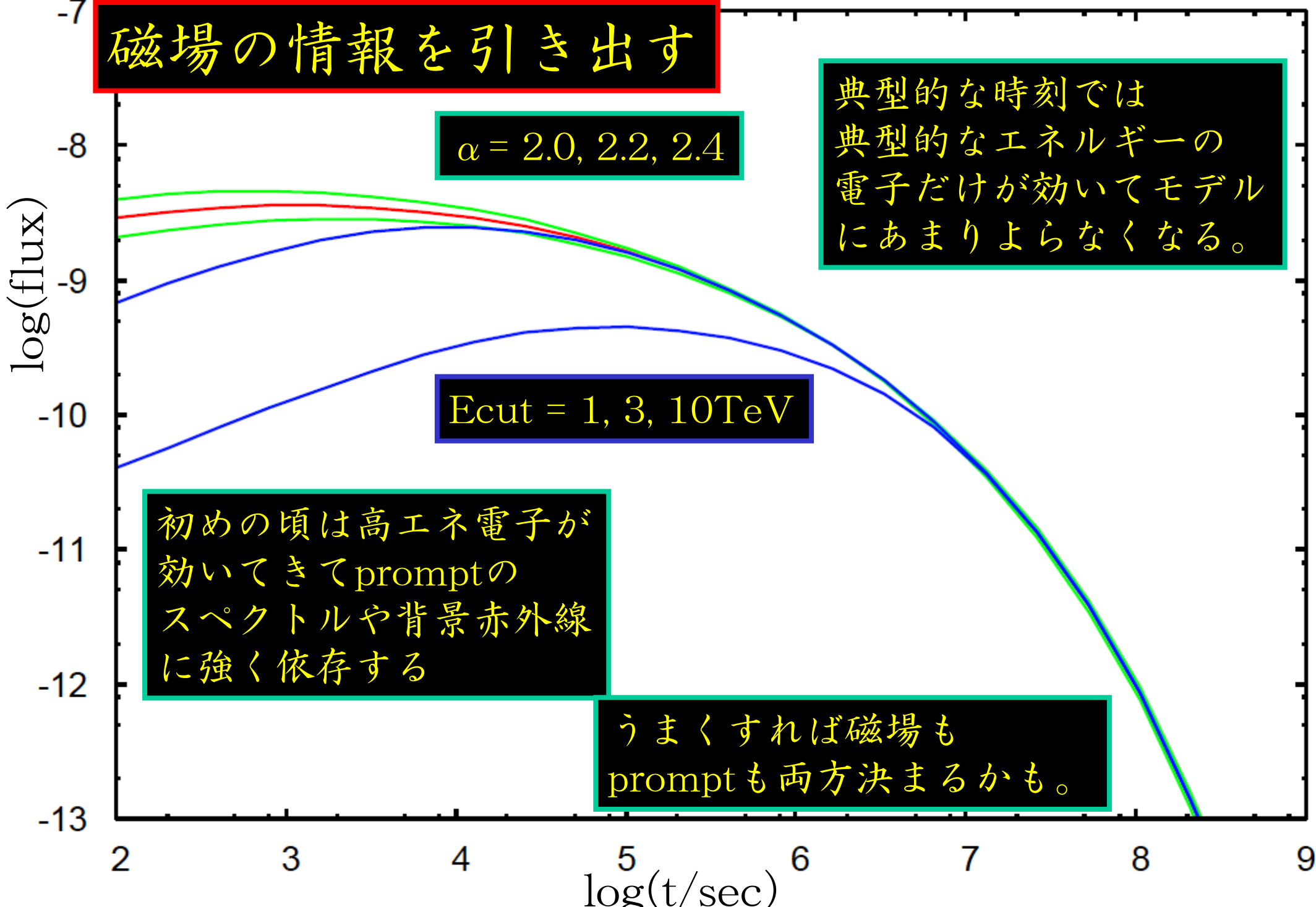
$\alpha = 2.0, 2.2, 2.4$

$E_{\text{cut}} = 1, 3, 10 \text{ TeV}$

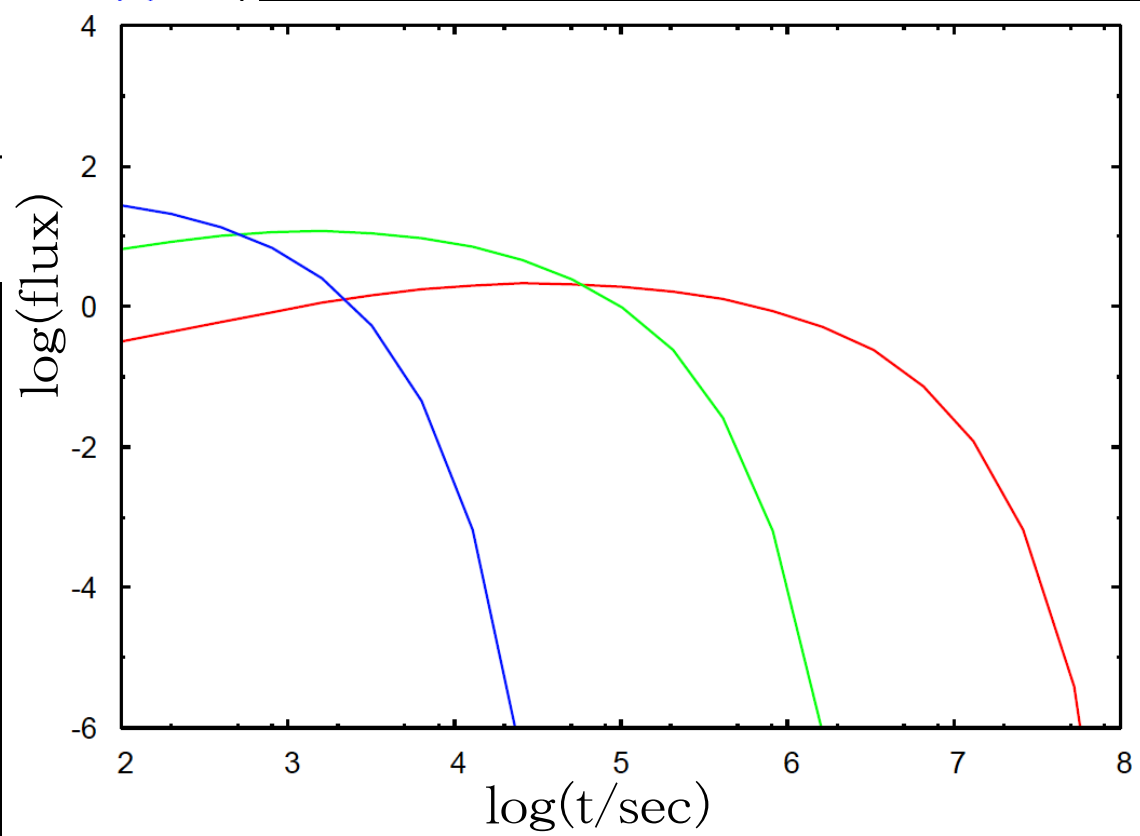
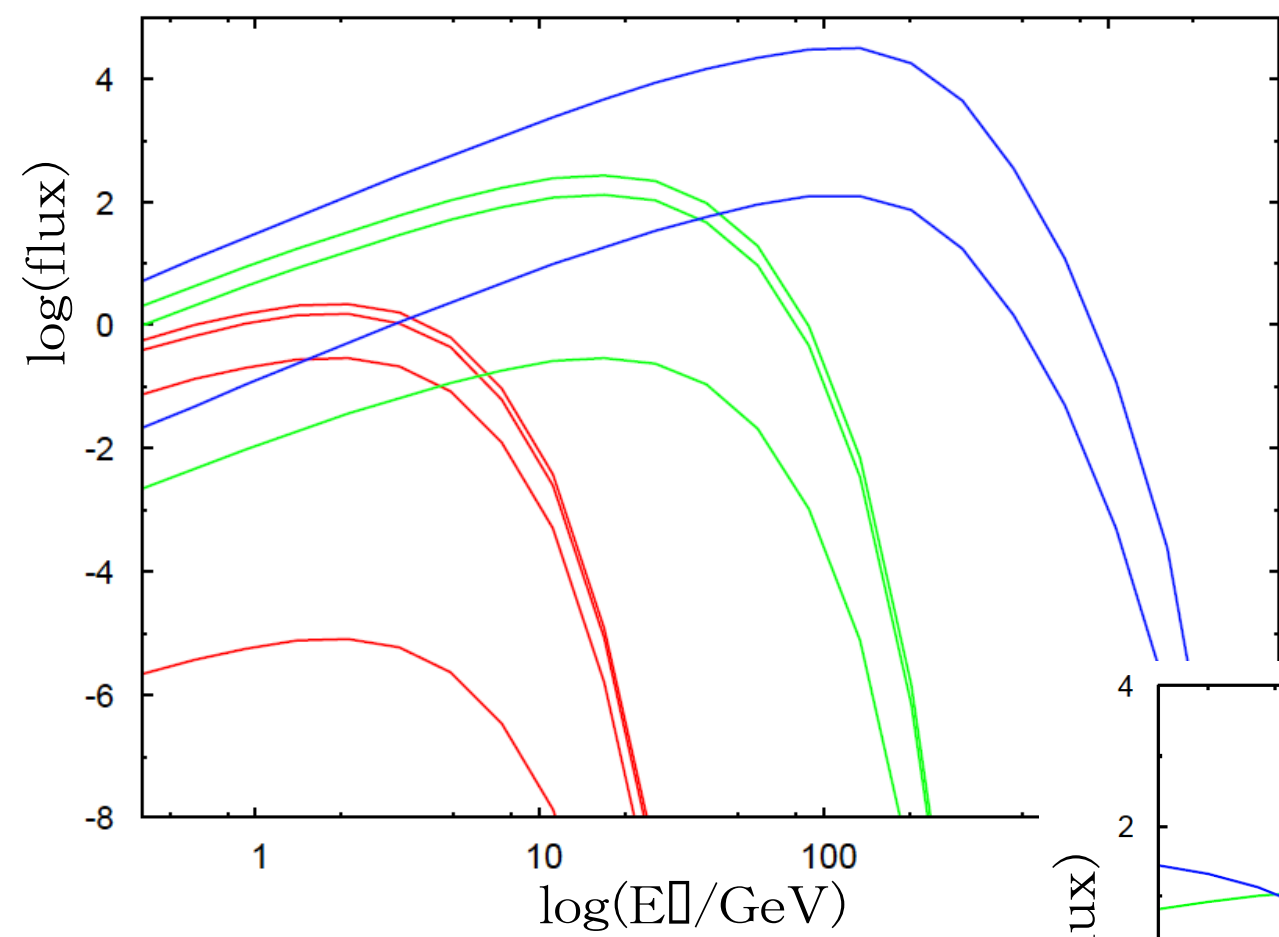
初めの頃は高エネ電子が効いてきてpromptのスペクトルや背景赤外線に強く依存する

うまくすれば磁場もpromptも両方決まるかも。

典型的な時刻では典型的なエネルギーの電子だけが効いてモデルにあまりよらなくなる。







## 磁場観測まとめ

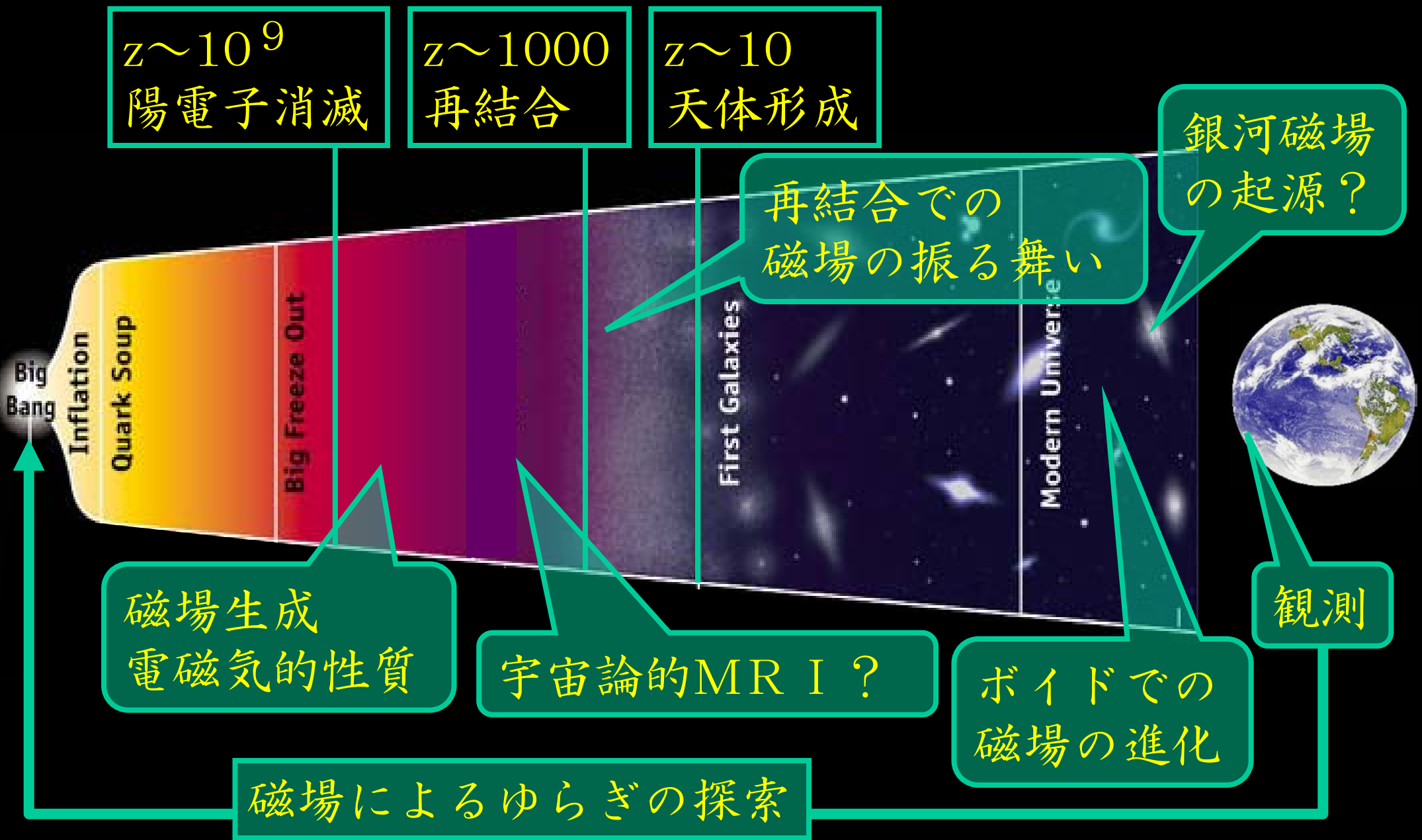
- TeV天体からのdelayed photonを用いた微弱な磁場の検出
- $10^{-17} \sim 10^{-20}$ Gを検出可能？
- GRBなら $z < 1$ の近いものを使う
- いろいろな不定性  
promptのスペクトル、背景赤外線  
の量  
銀河・銀河団からボイドへの流れ込み  
→ model independentな方法で、  
逆にこれらを磁場と共に探れるかも

## 今後の研究ステップ

- 1、Plagaの方法をきちんとモデル化  
→ ほぼ完成
- 2、観測戦略  
→ 奮闘中
- 3、現実的なセットアップでモンテカルロ  
→ 今年度中には？
- 4、MAGICとかCANGAROOとか  
→ 1・2・3を引っさげて  
→ まずは宇宙論を忘れて、とにかく  
この方法でなんらかの制限を得る
- 5、GLASTにお願い  
→ 宇宙論的に意味のある制限が出る？

# 5、まとめと展望

# 磁場の生成・進化・観測



## 基本的なアイデア

- ・ 磁場スペクトルは原始ゆらぎスペクトルに依存
  - ・ 散逸はあまり効かず、小スケールまで磁場はそのまま残る
    - 小スケール観測が可能
- (cf. CMB ゆらぎは小スケールでSilk dampingによりかき消される)

# インフレーションモデルへの制限

