



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

Cosmologia e Radioastronomia

O estudo da Radiação Cós mica de Fundo

Carlos Alexandre Wuensche
Divisão de Astrofísica - INPE
I Escola de Radioastronomia
Atibaia, SP

5 de agosto de 2006

COSMOLOGY MARCHES ON





Cosmologia: Século XIX × Século XXI

✦ Final do séc. XIX:

✦ **Teoria:** Física Clássica, Eletromagnetismo e Termodinâmica.

✦ **Observação:** telescópios ópticos e chapas fotográficas. Universo “restrito” à Galáxia.

✦ Final do séc. XX:

✦ **Teoria:** Relatividade Geral+Mecânica Quântica e Teoria de Campos;

✦ **Observações:** de rádio ($\lambda \sim 100$ cm) a raios cósmicos ($E > 10^{12}$ eV) realizadas no solo, com grandes telescópios, **e no espaço, com balões, foguetes e satélites.** Universo observável ~ 3000 Mpc.



História da Radiação Cósmica de 2,7 K

- **1934** : **Richard Tolman** mostra que a radiação de um corpo negro em um universo em expansão é resfriada mas mantém sua distribuição térmica e permanece como corpo negro.
- **1941** : **Andrew McKellar** usa a excitação dos dubletos de CN para afirmar que “a temperatura efetiva do espaço é ~ 2,3 K”.
- **1948**: **George Gamow, Ralph Alpher e Robert Herman** fazem a previsão de que o “Big Bang” daria origem à uma **radiação de fundo em microondas com uma temperatura de ~ 5 K.**
- **1955**: **Tigran Shmaonov** mede um excesso de emissão em microondas com temperatura de ~ 3 K.



- **1964: A.G. Doroshkevich e Igor Novikov** escrevem um artigo (que passa despercebido) sugerindo que se procure a radiação de corpo negro prevista por Gamow, Alpher e Herman.
- **1965: Arno Penzias e Robert Wilson** descobrem a **Radiação Cósmica de Fundo em Microondas de 3 K** e **ganharam o Prêmio Nobel de Física de 1978 pela descoberta.**
- **Robert Dicke, James Peebles, J. Roll e David Wilkinson** sabem do resultado, por intermédio de Bernie Burke, e interpretam a medida.
- **1966: Rainer Sachs and Arthur Wolfe** prevêm flutuações de amplitude no ruído cósmico de microondas criadas por variações do potencial gravitacional entre a superfície de último espalhamento e o observador.



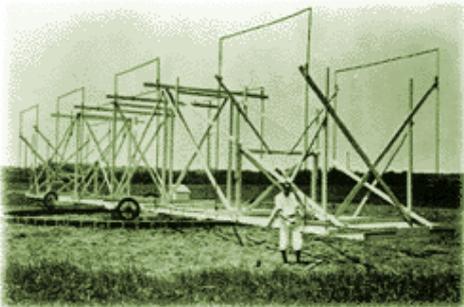
- **1968: Martin Rees e Dennis Sciama** prevêm flutuações de amplitude no ruído cósmico de microondas causadas por fótons cruzando barreiras de potencial dependentes do tempo
- **1969: R.A. Sunyaev e Y. B. Zel'dovich** estudam o espalhamento Compton inverso dos fótons da radiação de fundo em microondas por elétrons quentes: o efeito Sunyaev-Zel'dovich.
- **1990: O satélite COBE** mostra que a Radiação Cósmica em Microondas tem um **espectro de corpo negro quase perfeito**. Esse resultado dá forte apoio ao modelo “hot Big Bang”, à história térmica do Universo e coloca vínculos à densidade do meio intergaláctico
- **1992: O satélite COBE** descobre anisotropia na Radiação Cósmica de Fundo em microondas. Esse resultado favorece o modelo do “Big Bang” com instabilidade gravitacional para explicar as estruturas em grande escala do Universo e gera grande atividade na Física e na Astronomia, tanto teórica quanto experimental



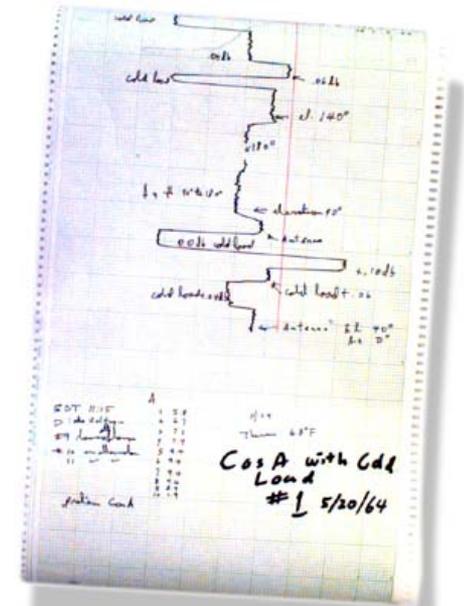
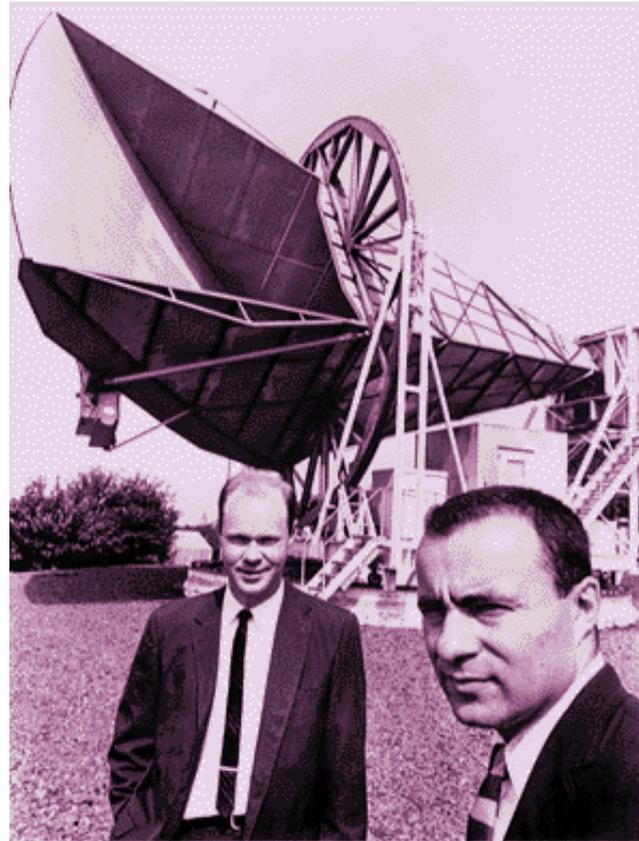
- **2000**: Observações de anisotropia na Radiação Cósmica de Fundo de 2,7 K mostram que a curvatura do Universo é pequena e que o Universo é plano para todas as finalidades práticas. **As anisotropias na Radiação de 2,7 K começam a cumprir a promessa de determinar os parâmetros cosmológicos com uma precisão de 10 %, no mínimo: COSMOLOGIA DE PRECISÃO**
- **2002**: Primeiras medidas de polarização (escalar) da RCF feitas pelo **experimento DASI**. **Essas medidas são importantes na discriminação de diferentes modelos cosmológicos.**
- **2003 e 2006**: o **satélite WMAP** (Microwave Anisotropy Probe) apresentou os melhores resultados de medidas de anisotropia da RCFM até essa data. Medidas de polarização cruzada foram apresentadas com excelente precisão.
- **2009**: **Planck** (Max Planck Surveyor, anteriormente COBRAS/SAMBA) será lançado pela ESA

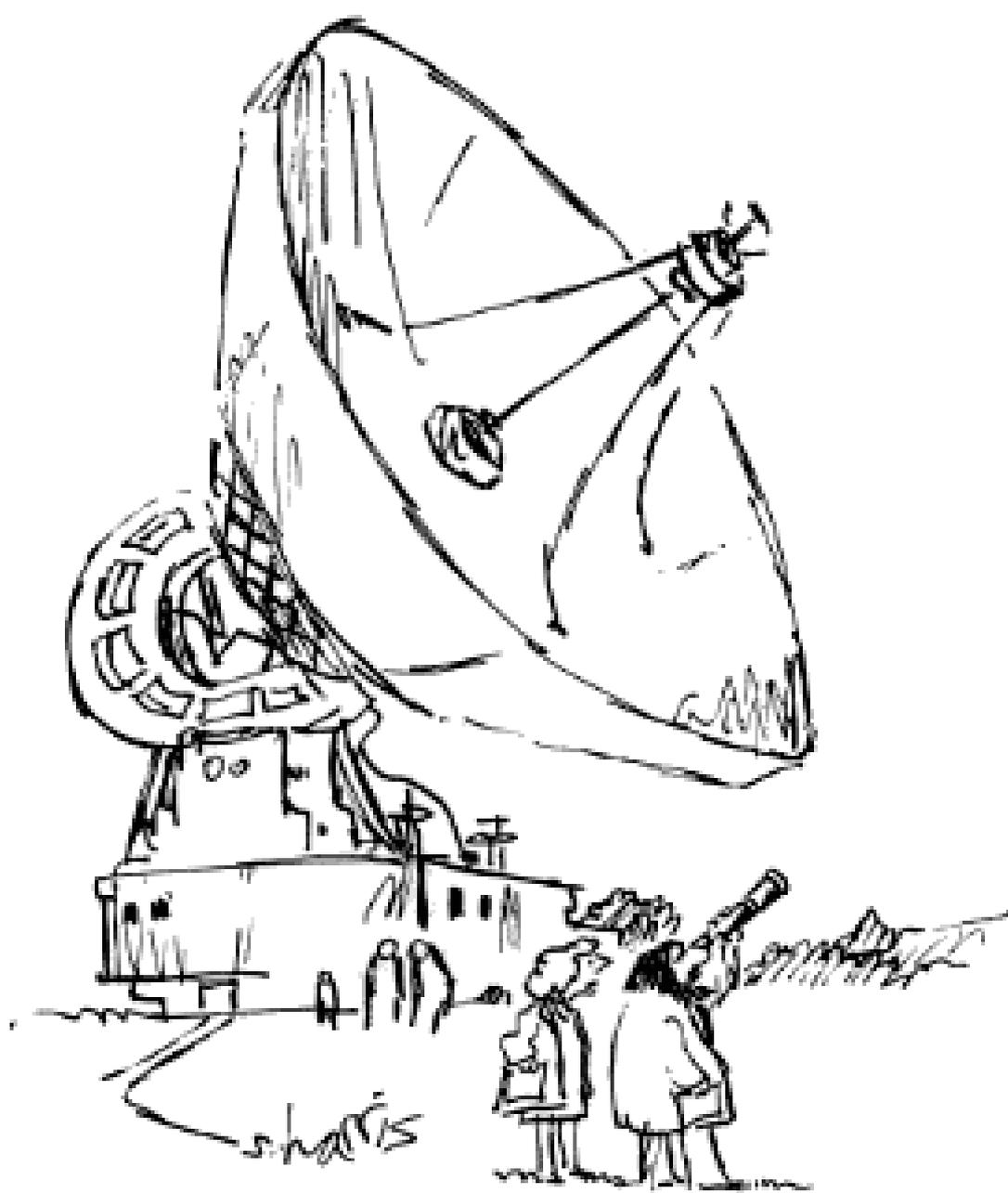
História da Descoberta da RCFM

1933



1964





"Just checking."



O que é a RCF?

- ✦ Sinal eletromagnético observável mais antigo que existe
- ✦ Descrição do Universo $\sim 3 \times 10^5$ anos após o BIG BANG
- ✦ Espectro de corpo negro com temperatura $T = 2,725 (\pm 0,001) \text{ K}$
- ✦ Flutuações de temperatura ($\Delta T/T \sim 10^{-5}$) na RCF, ligadas às flutuações de densidade primordial, revelam a física da formação de estruturas do Universo
- ✦ Características observáveis: distribuição espectral, distribuição angular e polarização



Alguns números...

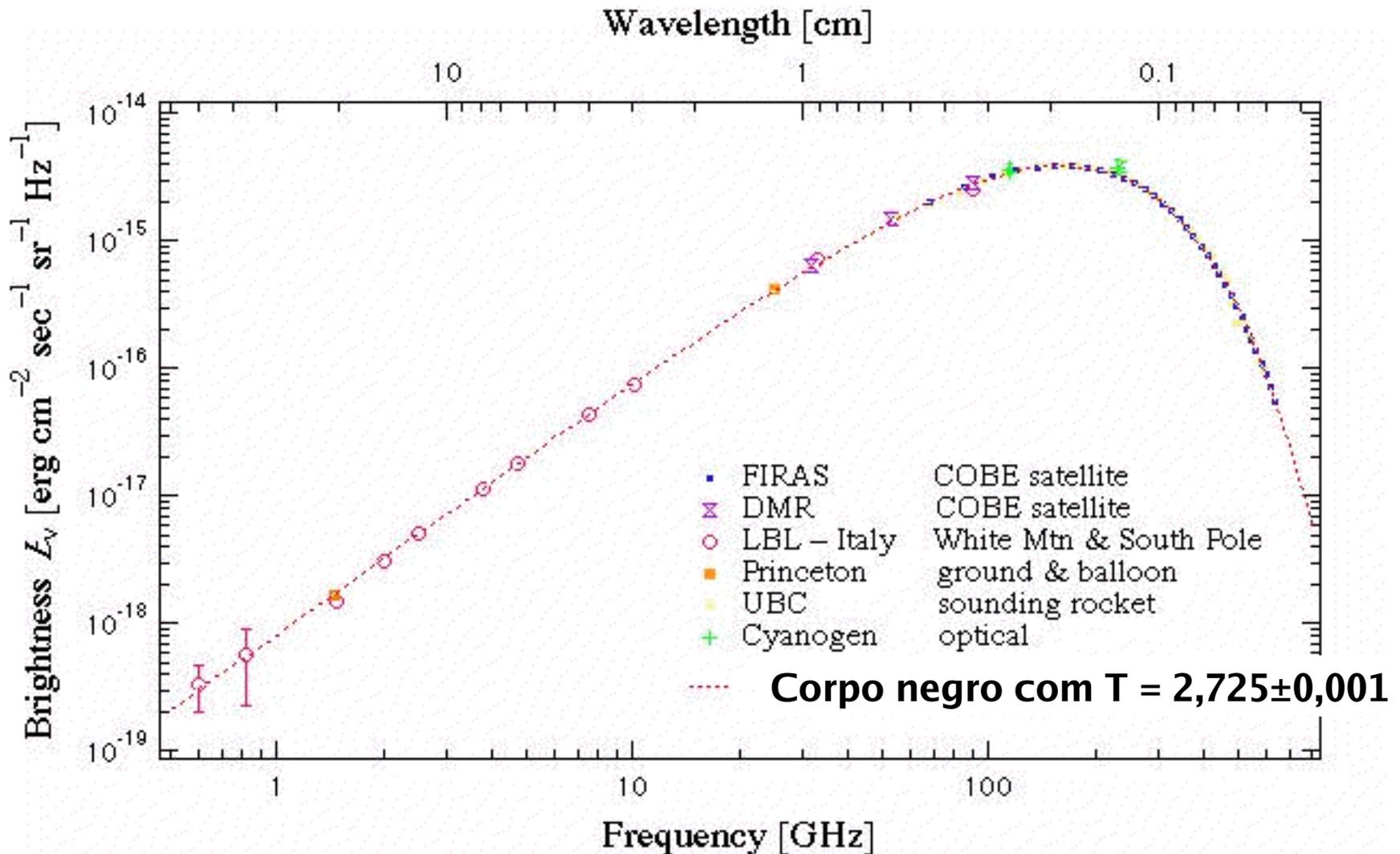
- $T = 2,725 \pm 0,001$ K (Mather et al. 1999, ApJ, 512, 511).
 - ✓ e Kelvin (= 2,718281828 K)?
 - ✓ “Is it the triple point of water divided by 100 (=2,7315 K)?”
- $\rho = 4,6417 \times 10^{-34} (T / 2,725)$ g cm⁻³
- $P_{\text{RCFM}} \sim 10^{-18}$ W
- Velocidade do Sol em relação à RCFM = $369,3 \pm 2,5$ km.s⁻¹
- $n = 410,50 (T/2,725)^3$ cm⁻³



Observações da Radiação Cósmica de Fundo

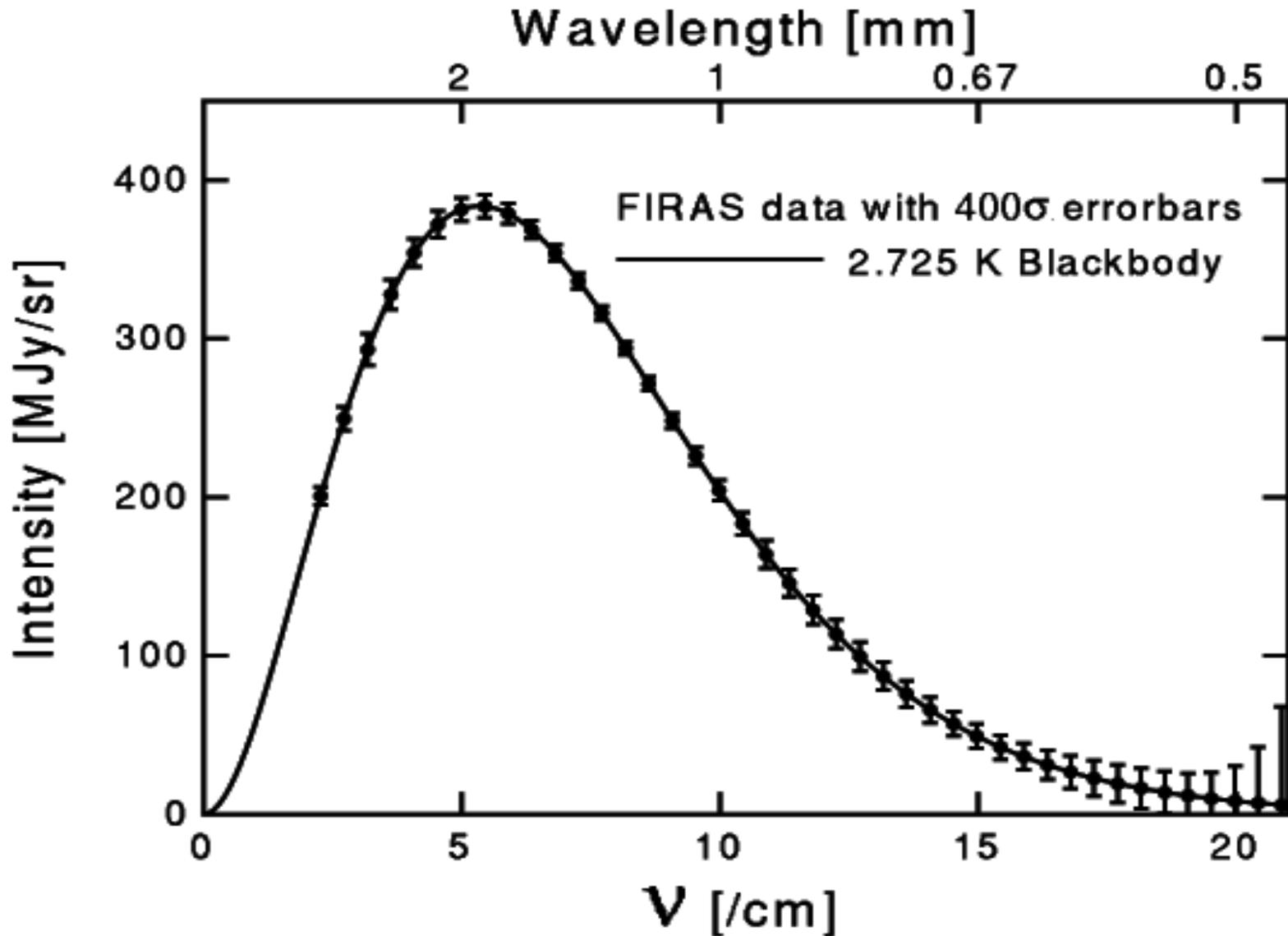
- Espectro
- Distribuição angular
- Polarização

Espectro de corpo negro - RCF





Espectro de corpo negro - COBE





Por que um espectro de corpo negro?

- Átomos neutros interagem pouco com fótons de microondas. Íons e e- do plasma primordial interagem via espalhamento Thomson
- Esse processo altera a direção do fóton mas não sua frequência. **Portanto**, espalhamento Thomson não produz um espectro térmico
- **Sob que condições um campo de radiação inicialmente não-Planckiano relaxa para uma forma de corpo negro?**
 - ✓ Há a necessidade de 2 condições:
 2. mecanismo(s) para criar fótons e/ou redistribuir sua energia
 3. taxa de reação desses mecanismos deve ser maior que a taxa de expansão
- No Universo primordial, matéria e radiação estiveram em **equilíbrio térmico** → espectro Planckiano
- Expansão não altera a forma do espectro de corpo negro



Por que um espectro de corpo negro?

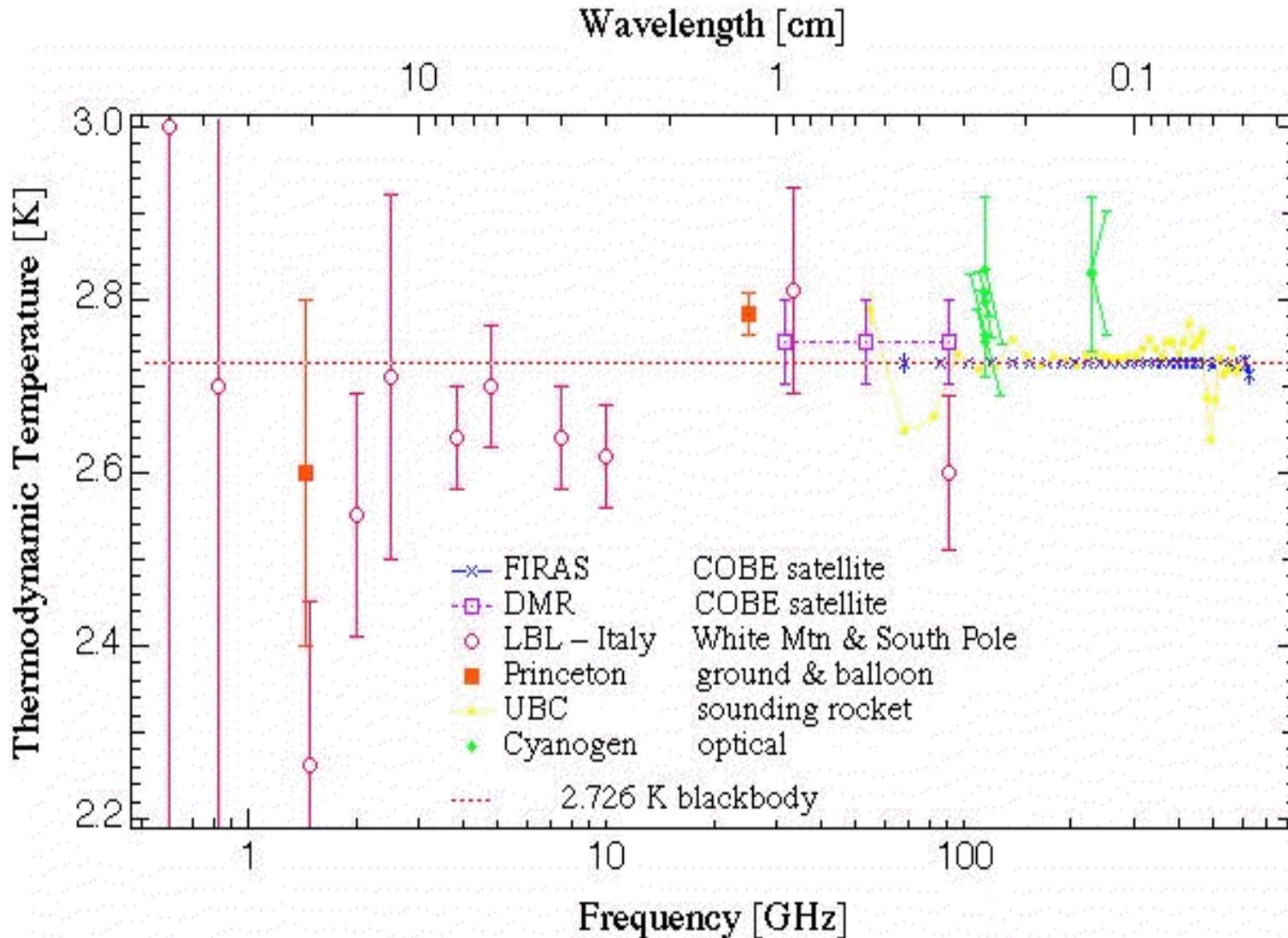
- Algumas suposições:
 - ✓ acoplamento radiação-matéria:
 - ✓ $e^+ + e^- \rightarrow 2\gamma$ e espalhamento Coulomb
 - ✓ Interações do campo de radiação com e^- e bárions
- Três processos físicos poderiam criar fótons ou alterar sua energia:
 - ✓ Bremsstrahlung térmico (livre-livre) (e^- , p)
 - ✓ Efeito Compton
 - ✓ Efeito Compton Radiativo (Double Compton), no qual um segundo fóton é produzido numa colisão $e^- \gamma$



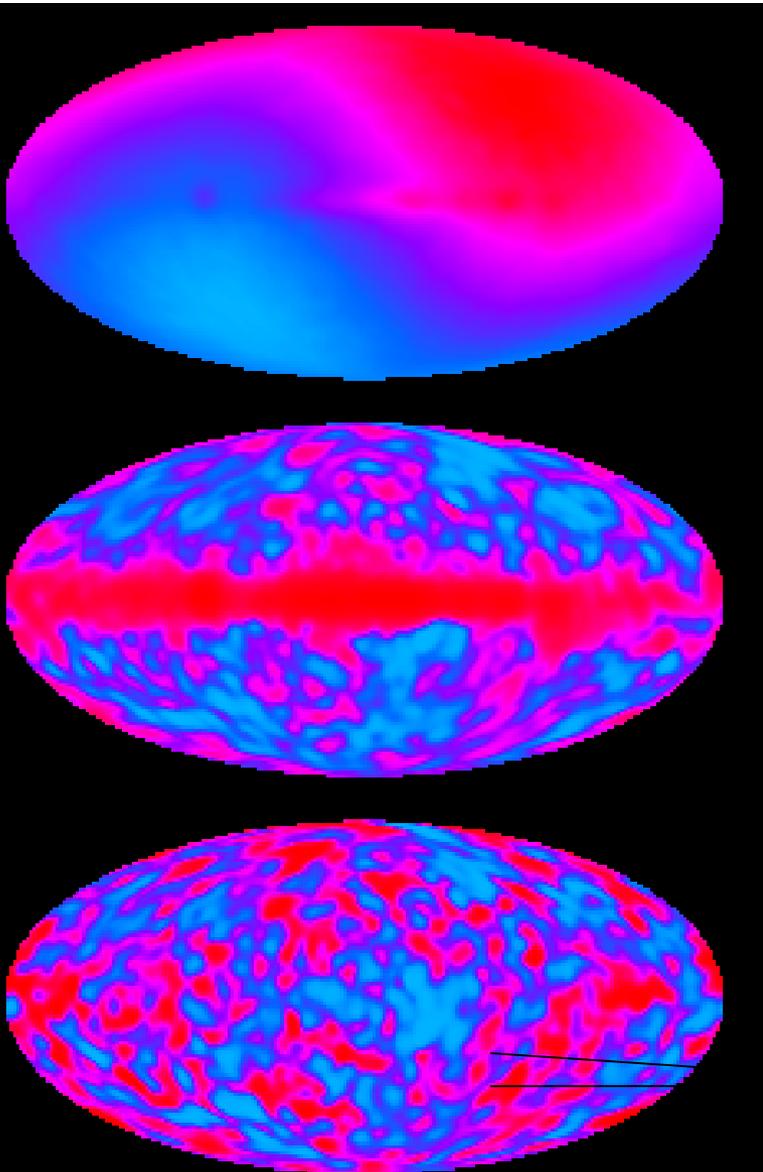
Observações da temperatura

- Medidas no solo
- Medidas no meio interestelar (transições de CN)
- Medidas a bordo de balão estratosférico
- Medidas a bordo de foguetes
- Medidas a bordo de plataformas orbitais

Observações da temperatura



RCF - distribuição angular



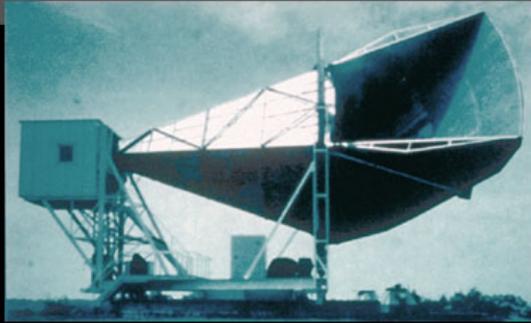
- Mapa 1: dipolo + galáxias + flutuações
- Mapa 2: galáxia + flutuações
- Mapa 3: flutuações de temperatura de 1 parte em 10000...

$$\frac{\hat{I} T}{T} = \sum_{l=0}^{\infty} \sum_{m=-l}^l a_{lm} Y_{lm}^{-5}$$

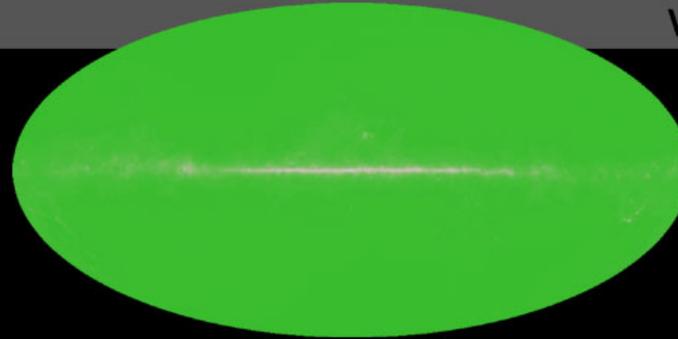
Escala angular: 7°

Resultados do satélite WMAP

1965



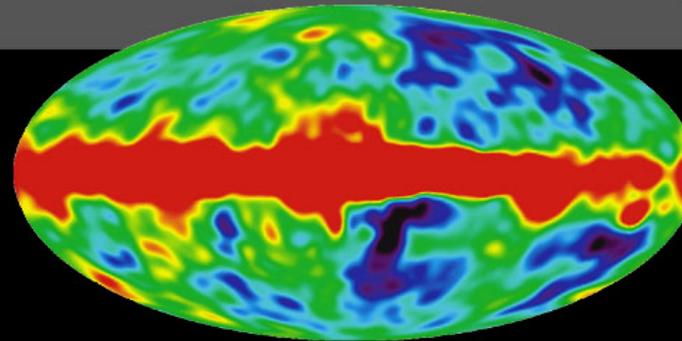
Penzias and
Wilson



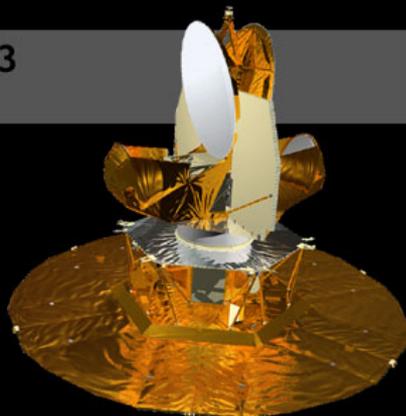
1992



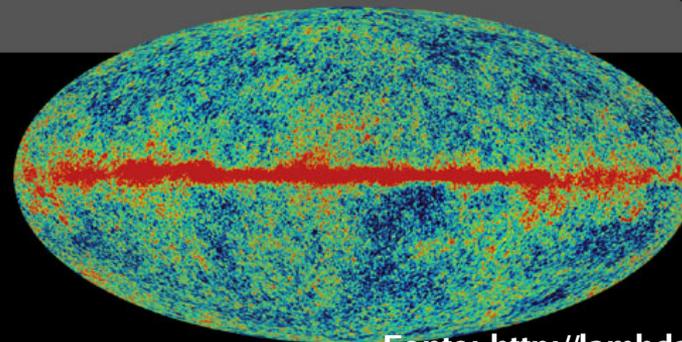
COBE



2003



WMAP





"Ill tell you what's beyond the observable universe -- lots and lots of unobservable universe."



Como estudar a distribuição angular?

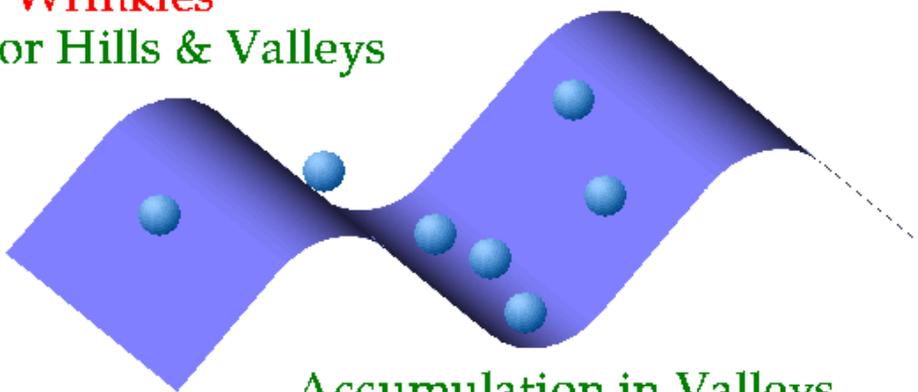
- Descrição teórica para o estudo da distribuição angular da RCF: expansão em harmônicos esféricos

$$\frac{\hat{I} T(\hat{I}, \dot{I})}{T} = \sum_{l=2}^{\infty} \sum_{m=-l}^l a_{lm} Y_{lm}(\hat{I}, \dot{I})$$

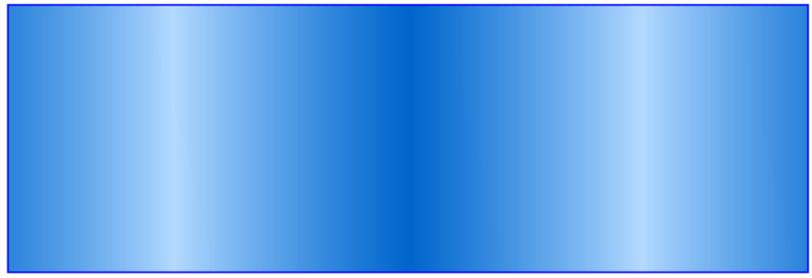
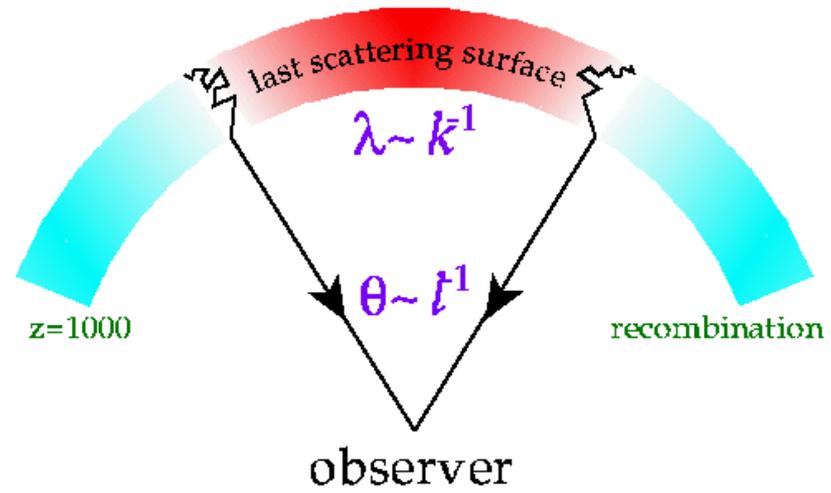
- Condições iniciais supostamente gaussianas (inflação)
- a_{lm} : variáveis estocásticas com média zero e variância $C_l = \langle |a_{lm}|^2 \rangle$

$$\chi_{2l+1}^2 \Rightarrow \frac{\Delta C_l}{C_l} = \sqrt{\frac{2}{2l+1}} \quad l \sim \frac{\pi}{\theta}$$

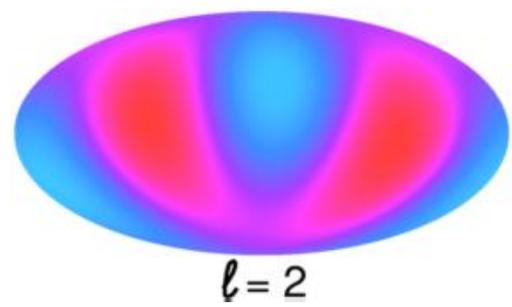
"Wrinkles"
or Hills & Valleys



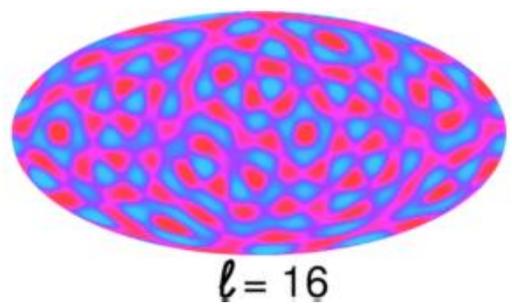
Accumulation in Valleys



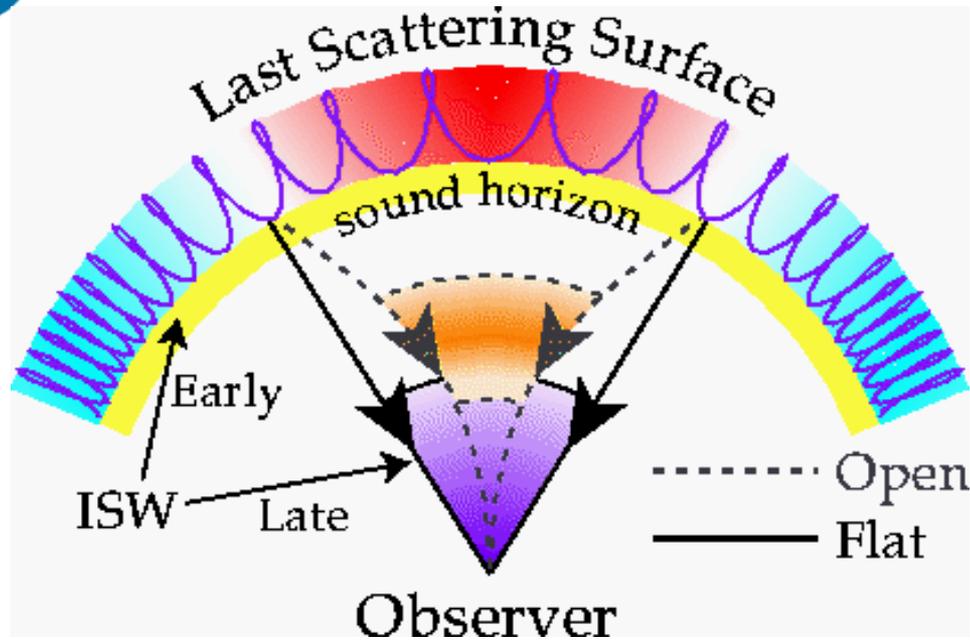
"Top View"



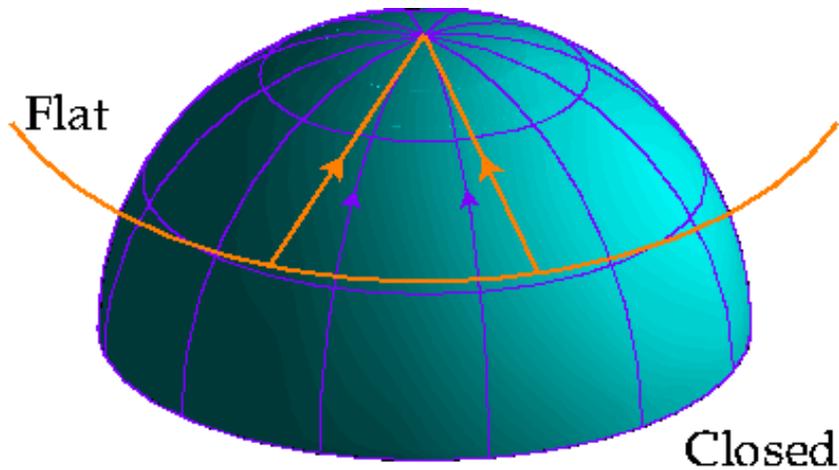
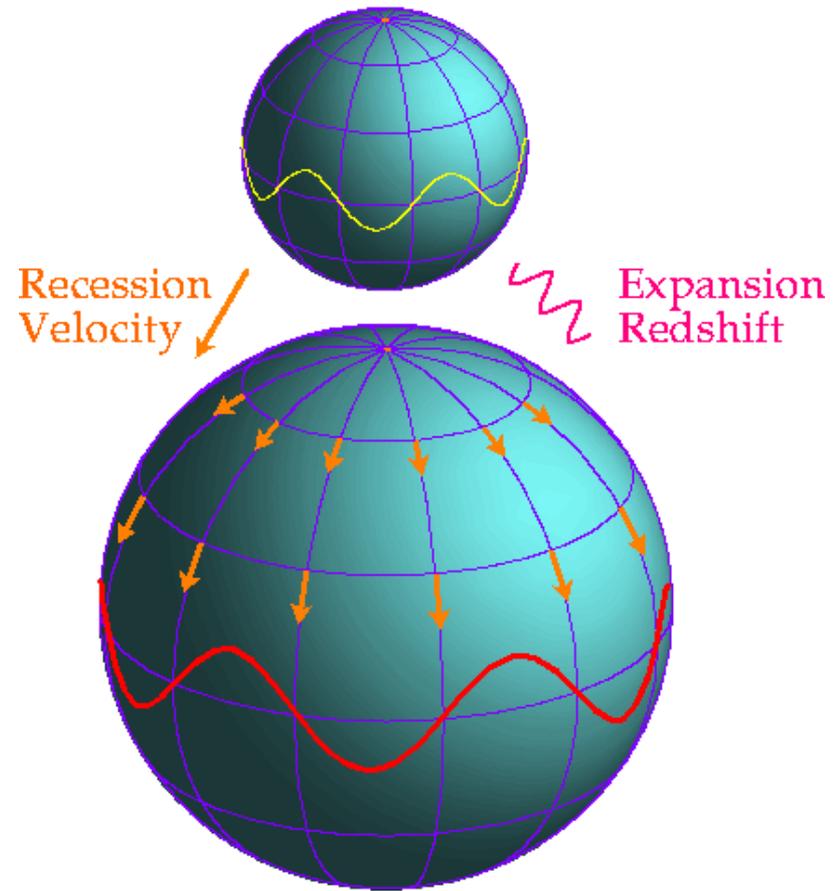
$l=2$



$l=16$

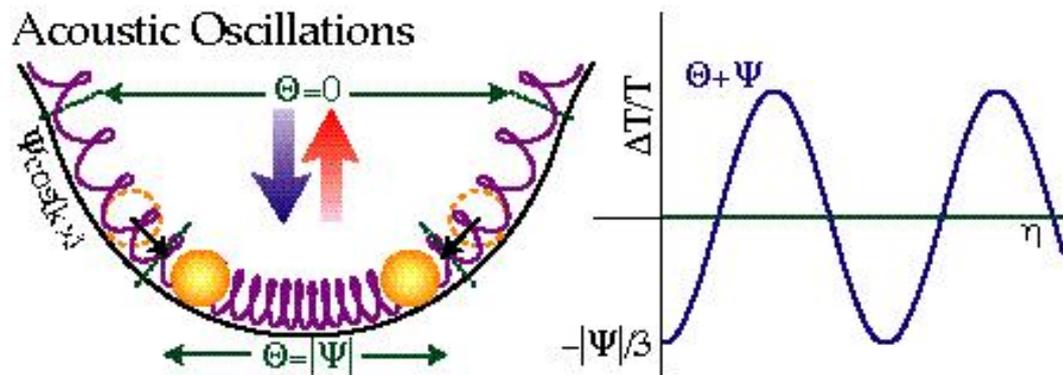


Cosmological Expansion



Universo: fluido composto de fótons e bárions

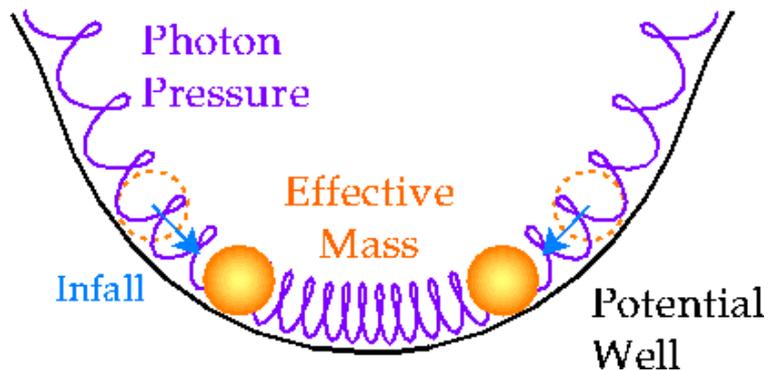
Competição entre gravidade e expansão \Rightarrow oscilações \Rightarrow ondas acústicas



Matéria: pequeno oscilador harmônico

Bárions: massa \rightarrow colapso

Fótons: resistência ao colapso

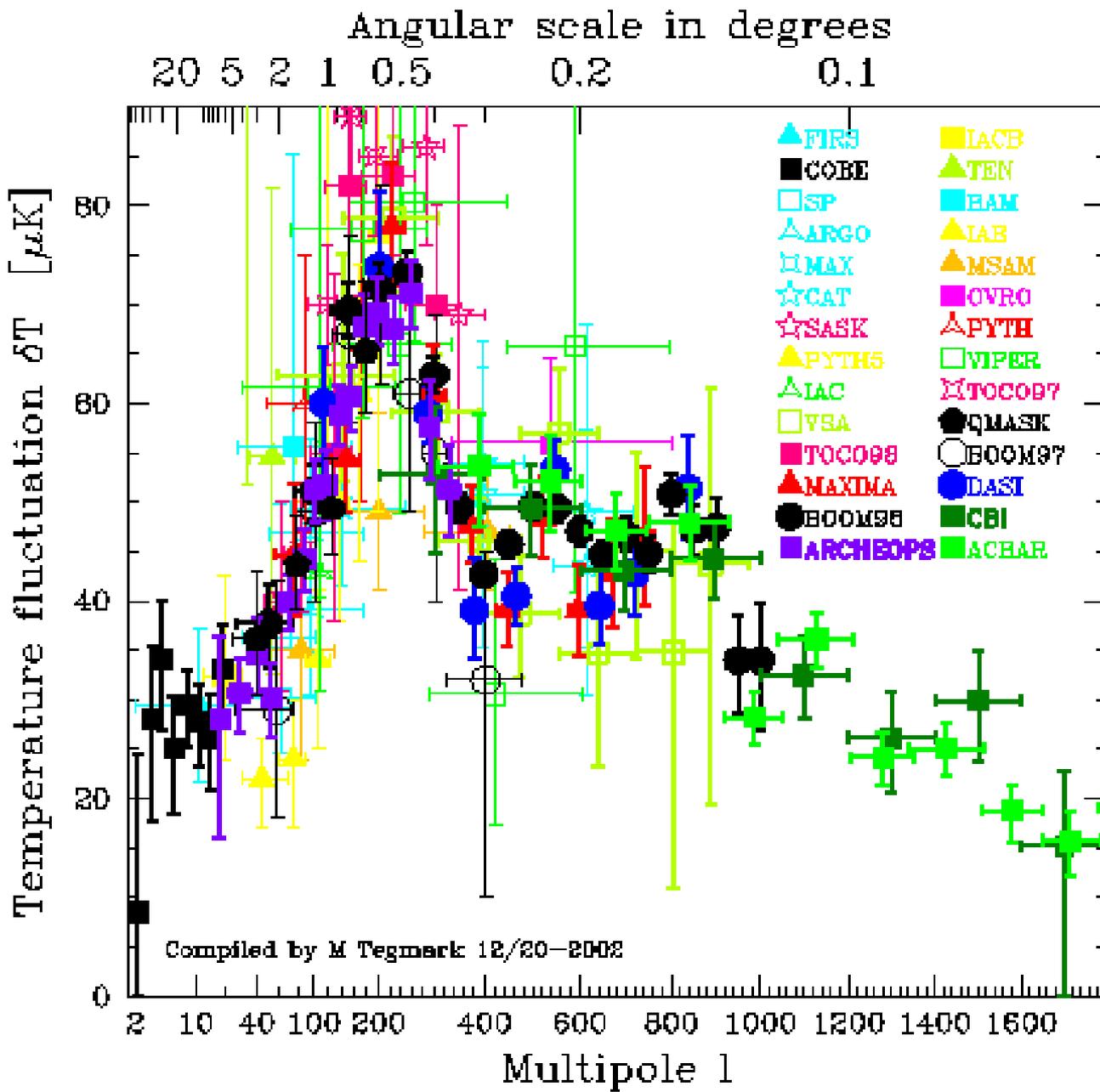


Oscilador harmônico amortecido

Densidade (não deslocamento): variável

Expansão (H_0): termo de amortecimento

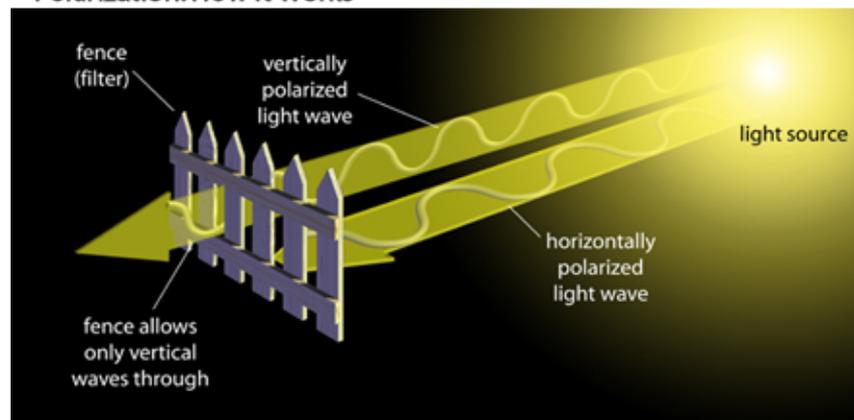
Gravidade: força



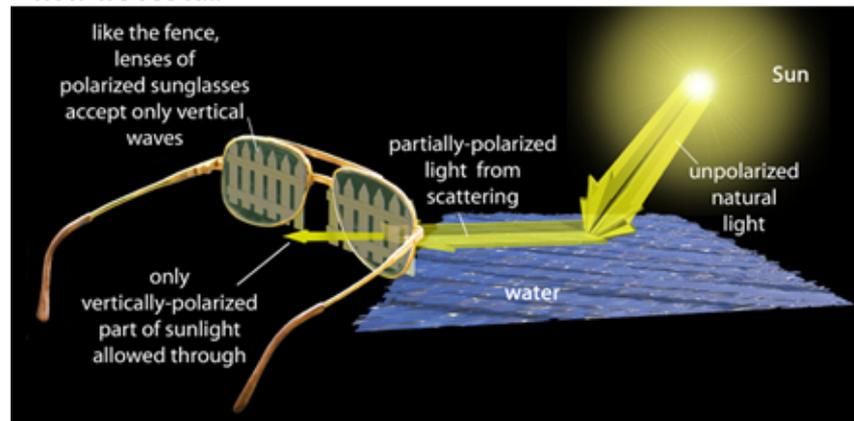
Polarização da RCFM

- Medida importante para definir a época de formação das primeiras estrelas
- Um dos tipos de polarização (tensorial) pode trazer informações sobre as ondas gravitacionais primordiais

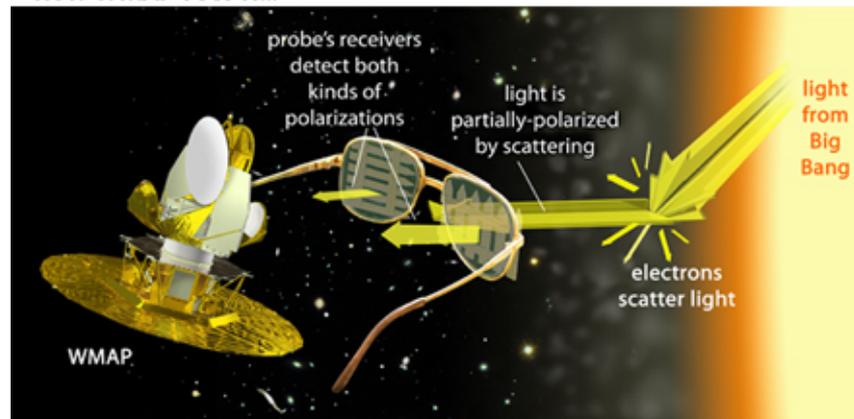
Polarization: How It Works



how we see it...

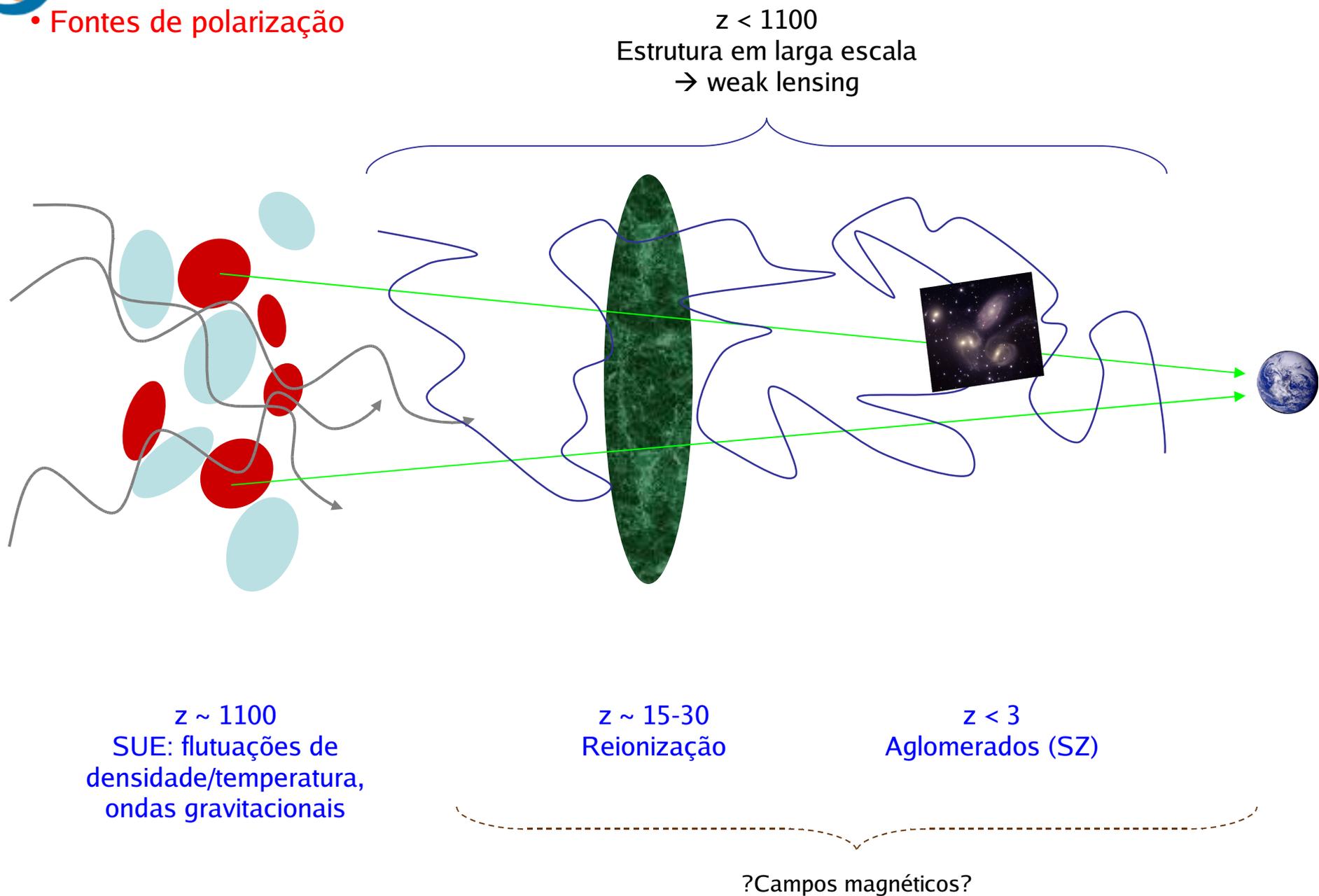


how WMAP sees it...





• Fontes de polarização





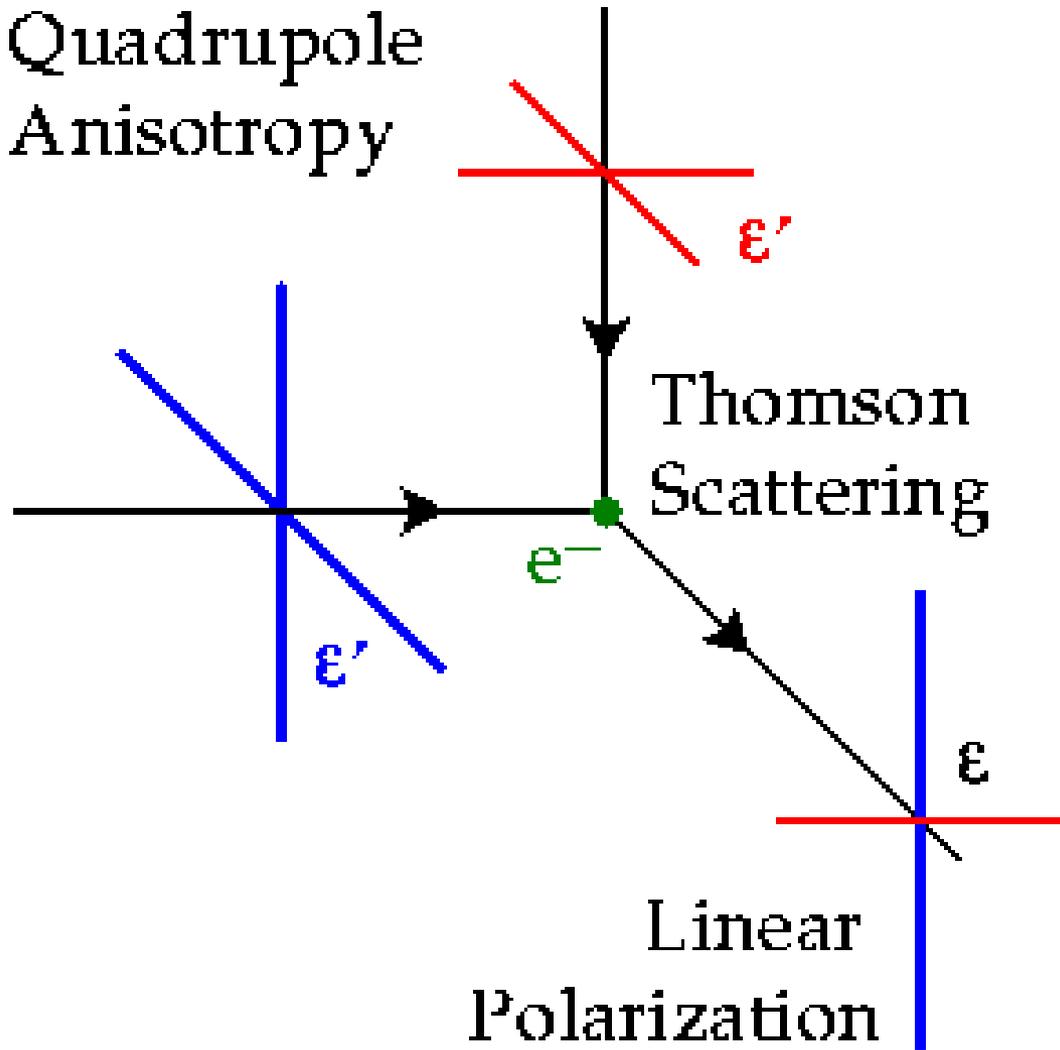
Por que a RCFM deve ser polarizada?

- Radiação espalhada \Rightarrow POLARIZAÇÃO!
- Processo típico \Rightarrow espalhamento Thomson
- Descrição em termos dos parâmetros de Stokes e harmônicos esféricos (intensidade espalhada)



Por que a RCFM deve ser polarizada?

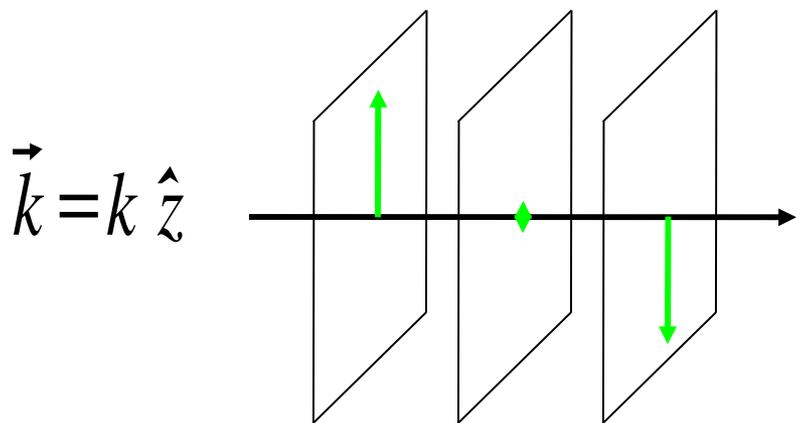
Quadrupole
Anisotropy



Thomson
Scattering

Somente
flutuações
de quadrupolo
geram
polarização!

1. Polarização: breve revisão (cortesia Raul Abramo)



- Um **fóton individual** possui uma polarização linear fixa, que é determinada pela direção do campo elétrico:

$$\vec{E} = E_x \hat{i} + E_y \hat{j}$$

$$E_x = a_x \cos(\omega t) \quad E_y = a_y \cos(\omega t)$$

- Um campo de radiação genérico é um **estado multi-fótons** → **mistura de estados de polarização linear**. Para um feixe que se propaga na direção z os **parâmetros de Stokes** são:

$$I = E_x^2 + E_y^2 \quad \rightarrow \text{Intensidade do feixe}$$

$$E_x = a_x \cos(\omega t) \quad Q = E_x^2 - E_y^2 \quad \rightarrow \text{Polarização } - - |$$

$$E_y = a_y \cos(\omega t + \hat{\Gamma}) \quad U = 2 E_x E_y \cos \hat{\Gamma} \quad \rightarrow \text{Polarização } / - \backslash$$

$$V = 2 E_x E_y \sin \hat{\Gamma} \quad \rightarrow \text{Polarização circular}$$

$$I^2 \geq Q^2 + U^2 + V^2 \quad (= p/ \text{ onda monocromática})$$



- Os estados de polarização são análogos aos estados com **dois graus de liberdade** (E_x e E_y) em mecânica quântica → base natural são as **matrizes de Pauli**. De fato, a matriz densidade de estados da polarização é:

$$\ddot{I} = \frac{1}{2} (I \cdot 1 + U \ddot{I}_1 + \cancel{V \ddot{I}_2} + Q \ddot{I}_3) = \frac{1}{2} \begin{pmatrix} I+Q & U-iV \\ U+iV & I-Q \end{pmatrix}$$

Polarizações excitadas na RCF

- Orientação dos modos **Q** (N-S, L-O) e **U** (Se-No, So-Ne):



- Note que os parâmetros de Stokes fazem referência explícita a um certo sistema de coordenadas, e portanto os **mapas de $Q(\theta, \phi)$ e $U(\theta, \phi)$** no céu **dependem da escolha do sistema de coordenadas!**

Sob rotação de φ em torno de z :

$$\begin{aligned} Q' &= Q \cos(2\ddot{I}) + U \sin(2\ddot{I}) \\ U' &= -Q \sin(2\ddot{I}) + U \cos(2\ddot{I}) \end{aligned}$$

O caso da RCF

- Antes do desacoplamento ($z > 1100$), assumimos que a radiação era basicamente **não-polarizada** ($\langle I_i \rangle \neq 0$, $\langle Q_i \rangle = \langle U_i \rangle = \langle V_i \rangle = 0$).
- Na era do desacoplamento ($z \sim 1089$), **espalhamento Thomson** dos fótons da RCF pelos elétrons e íons livres gerou uma polarização da RCF.
- A seção de choque para um fóton incidente de polarização ϵ_i dando origem a um fóton espalhado com polarização ϵ_f é:

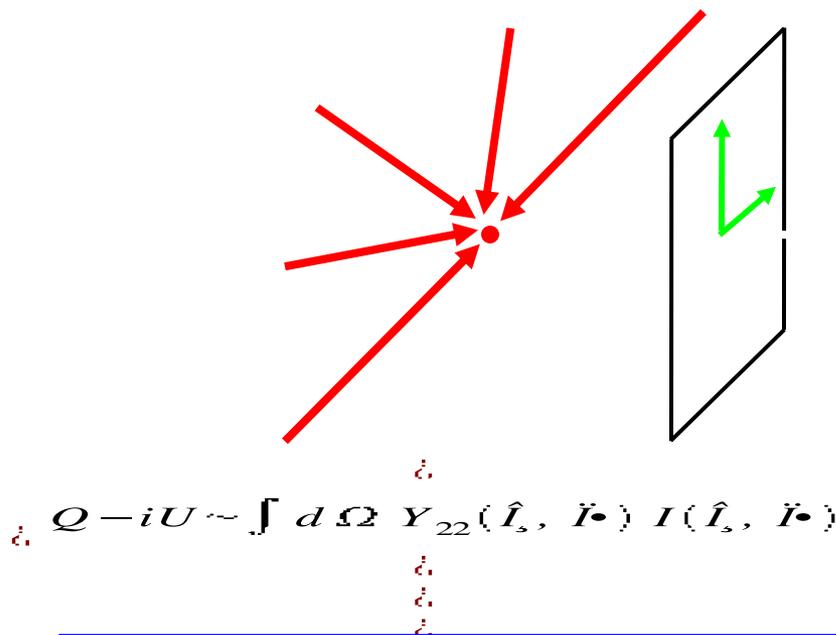
$$\frac{d\ddot{I}_f}{d\Omega} = \frac{3\ddot{I}_T}{8\ddot{I}\epsilon} |\hat{I}_\mu \cdot \hat{I}_\mu|^2$$

!!! ←

- O que leva à polarização do estado final:

$$Q_f(\hat{z}) = \frac{3\ddot{I}_T}{16\ddot{I}\epsilon} \int d\Omega \sin^2 \hat{I}_s \cos(2 \hat{I} \cdot \hat{I}_s) I_i(\hat{I}_s, \hat{I} \cdot \hat{I}_s)$$

$$U_f(\hat{z}) = -\frac{3\ddot{I}_T}{16\ddot{I}\epsilon} \int d\Omega \sin^2 \hat{I}_s \sin(2 \hat{I} \cdot \hat{I}_s) I_i(\hat{I}_s, \hat{I} \cdot \hat{I}_s)$$

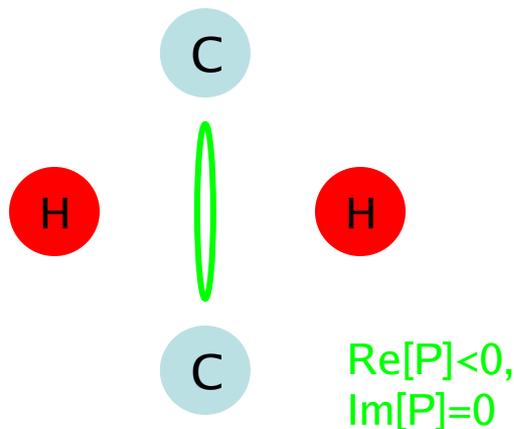
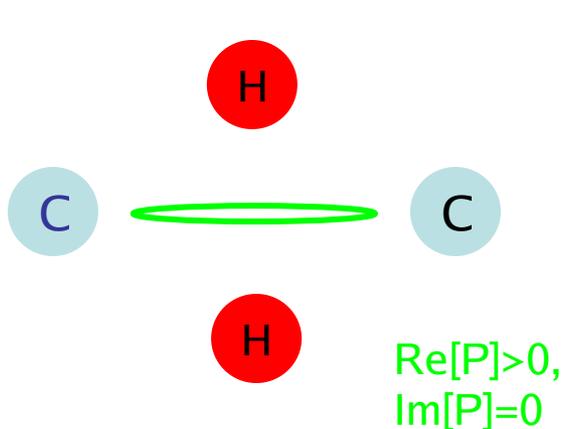


→ Polarização depende do quadrupolo da radiação incidente!



• É natural representar a polarização através da função complexa P :

$$P = Q - iU = \frac{3\ddot{I}f_T}{4\ddot{I}\epsilon} \sqrt{\frac{2\ddot{I}\epsilon}{15}} a_{22} \quad , \quad I_i(\hat{I}_s, \ddot{I}\bullet) = \sum_{\hat{a}\hat{m}} a_{\hat{a}\hat{m}} Y_{\hat{a}\hat{m}}(\hat{I}_s, \ddot{I}\bullet)$$

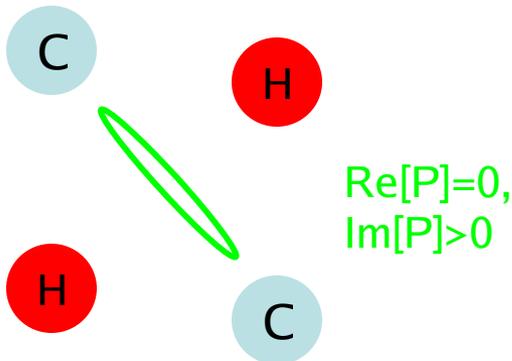
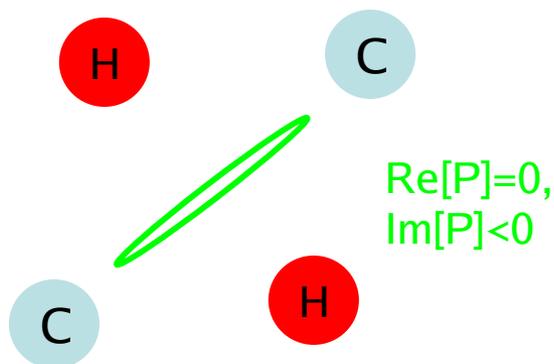


Sob rotação de φ em torno de z:

$$P \rightarrow P' = e^{-2i\varphi} P$$



$$P \in \{\hat{a}=2, m=2\}$$





3. Modos Gradiente (E) e Rotacional (B)

- A polarização representada por P não é invariante por rotações em torno da direção de propagação dos fótons:

$$P \rightarrow P' = e^{-2i\vec{k}\cdot\vec{r}} P$$

- Vamos construir, a partir de P , uma outra representação da polarização que é **invariante sob rotações**.

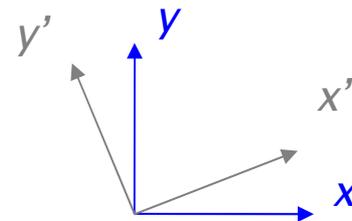
- Para isso, vamos reduzir o “momento angular” de P , de $m=2$ para $m=0$.

→ Os operadores de “subir” e “descer” o momento angular são (2D, “flat sky”):

$$\begin{aligned} \partial_+ &\equiv \partial_x + i\partial_y & \partial_+ \partial_- &= \nabla^2 = \partial_x^2 + \partial_y^2 \\ \partial_- &\equiv \partial_x - i\partial_y \end{aligned}$$

- Sob rotações de φ em torno de z os operadores se transformam como $m=\pm 1$:

$$\begin{aligned} \partial_+' &= e^{-i\varphi} \partial_+ \\ \partial_-' &= e^{i\varphi} \partial_- \\ \partial_+' \partial_-' &= \nabla'^2 = \nabla^2 \end{aligned}$$





- Para “baixar” o momento angular de P, basta tomar:

$$\partial_{-2} \cdot \partial_{-2} \cdot P \qquad \hat{a}^\dagger \partial_{-2} P = \partial'_{-2} P'$$

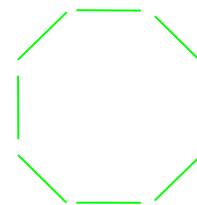
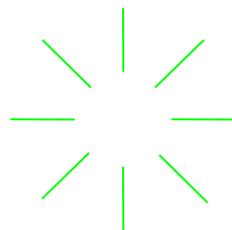
- Podemos então definir:

$$\partial_{-2} P = \nabla^2 \hat{I} \qquad \hat{a}^\dagger \nabla^2 P = \partial_{-2} \hat{I}$$

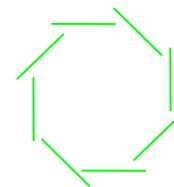
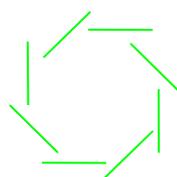
- A polarização representada por Π é **invariante por rotações** !

$$\hat{I} \equiv E + iB$$

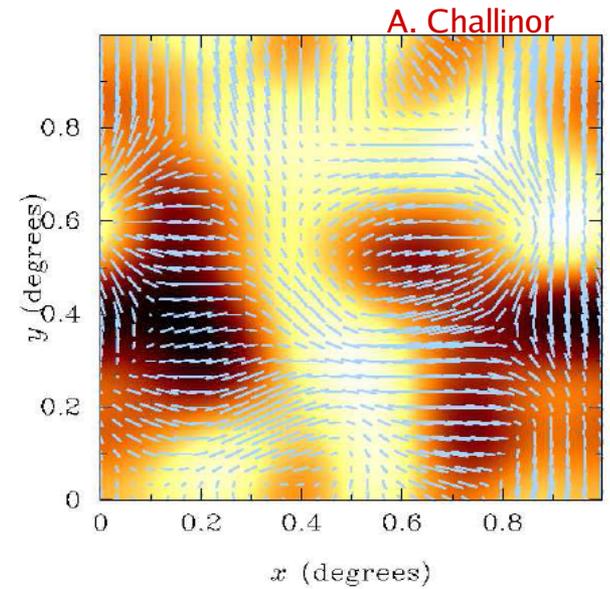
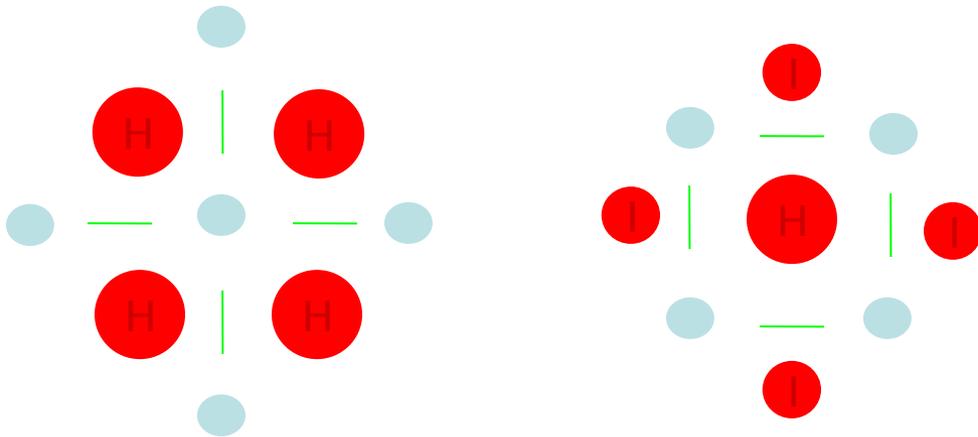
- **E** (ou **G**) é o modo-gradiente
 → rotacional zero
 → par sob reflexão



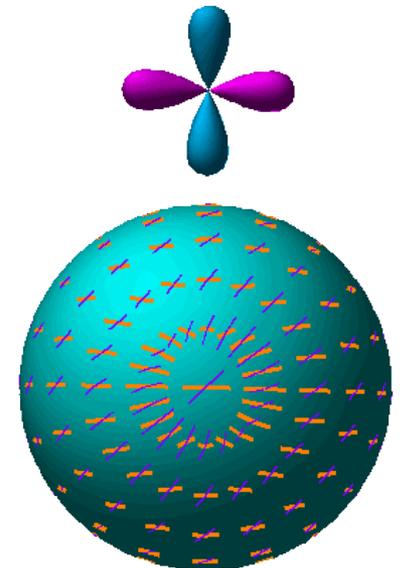
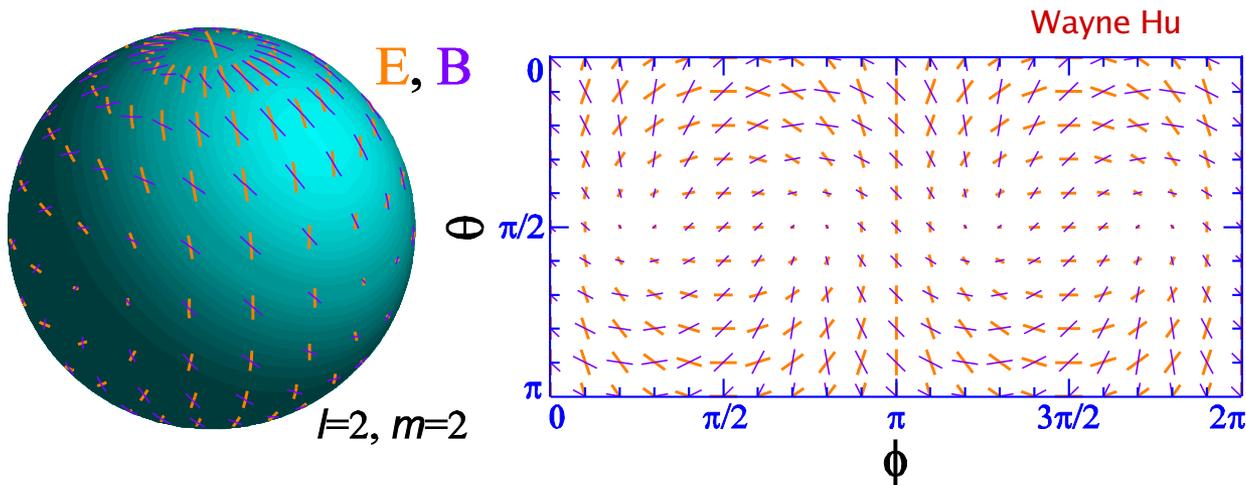
- **B** (ou **C**) é o modo-rotacional
 → gradiente zero
 → ímpar sob reflexão



- As perturbações de densidade adiabáticas só produzem modos E :



- Já as ondas gravitacionais produzem tanto modos E como modos B

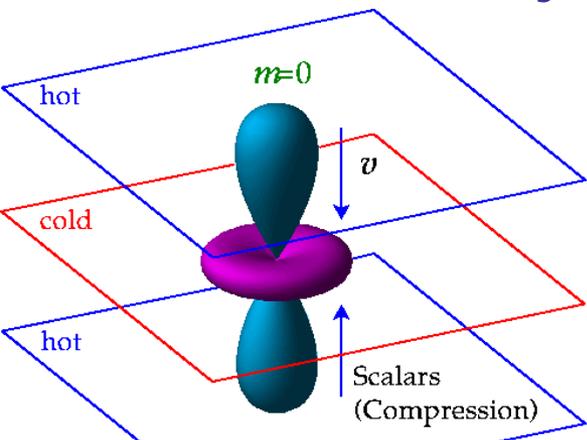




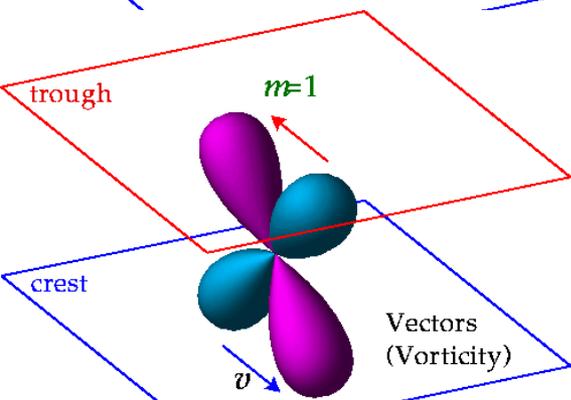
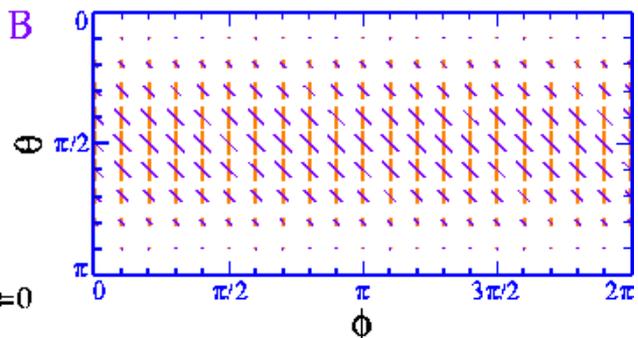
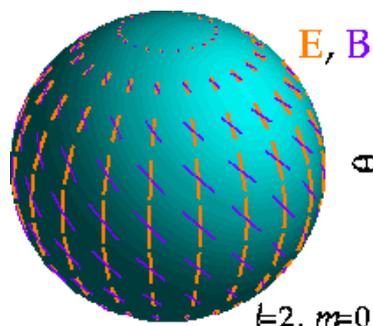
Que tipo de polarização esperamos medir?

- Amplitudes: $\sim 1 - 10 \mu\text{K}$ ($\theta \leq 1-2^\circ$) e $< 0,1 \mu\text{K}$ ($\theta \geq 2^\circ$)
- Modos escalares, vetoriais e tensoriais devem dar origem a observáveis no modo E (divergente), modo B (rotacional), $T \otimes E$ (modo cruzado com a temperatura)

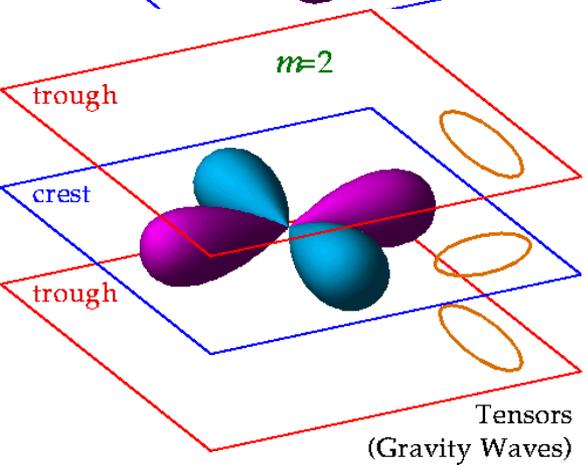
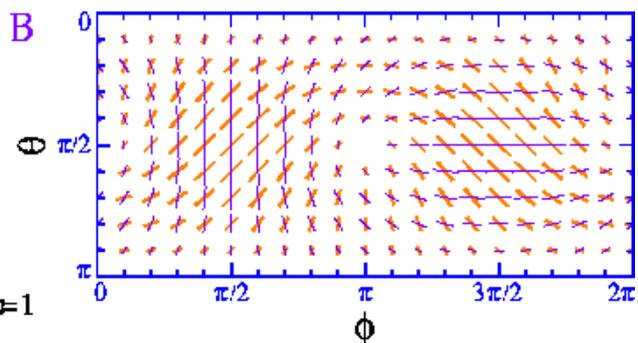
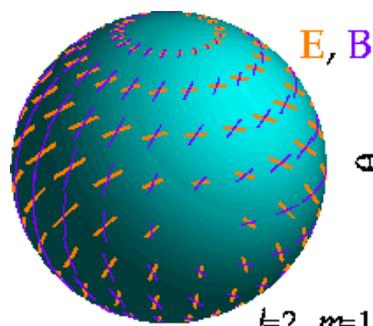
Perturbações causadas pela polarização



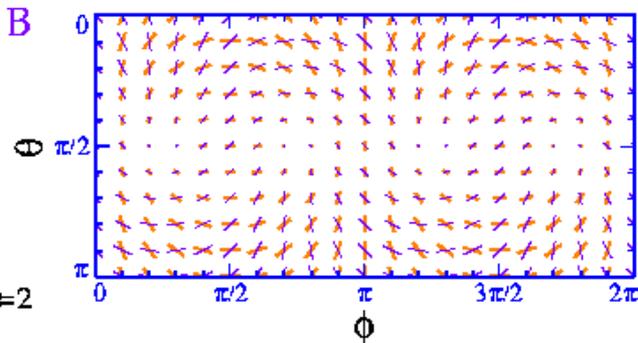
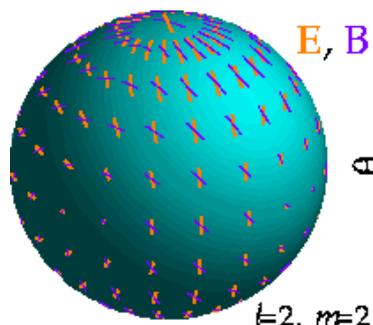
- $l = 2$
- $m = 0$



- $l=2$
- $m=\pm 1$



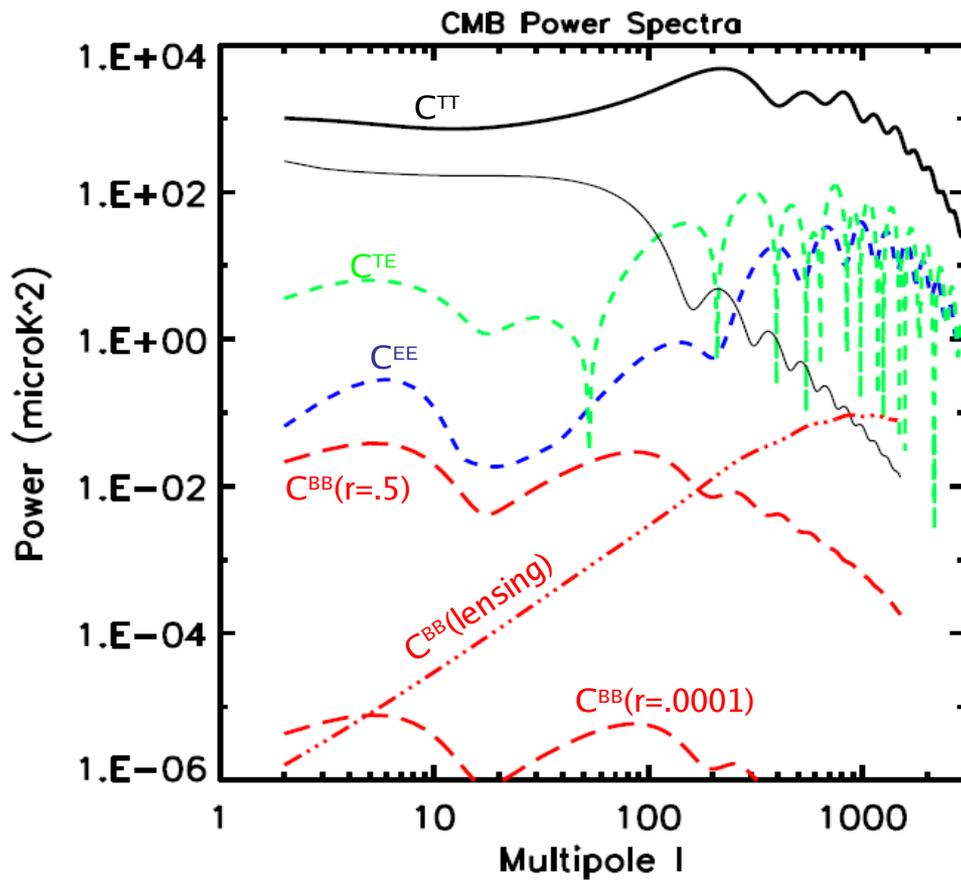
- $l=2$
- $m=\pm 2$



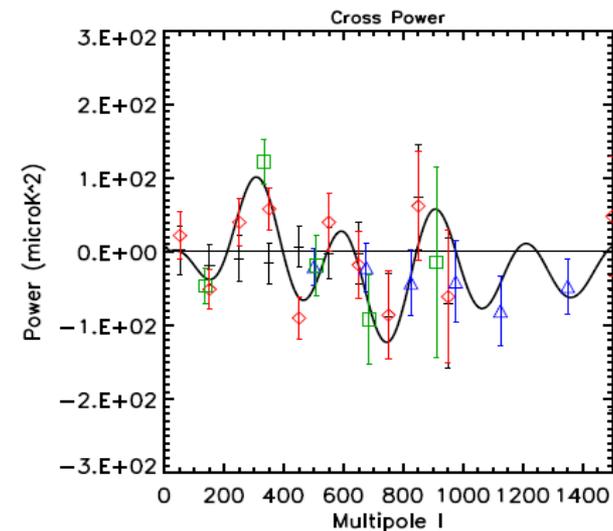
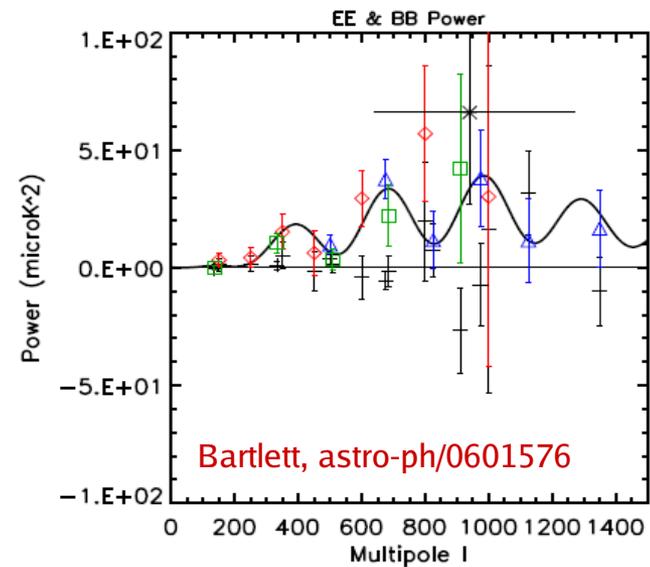


4. Observações

Teoria:



Dados:
BOOMERanG, DASI, CBI





A RCFM e o INPE

- Início da pesquisa na área em 1982

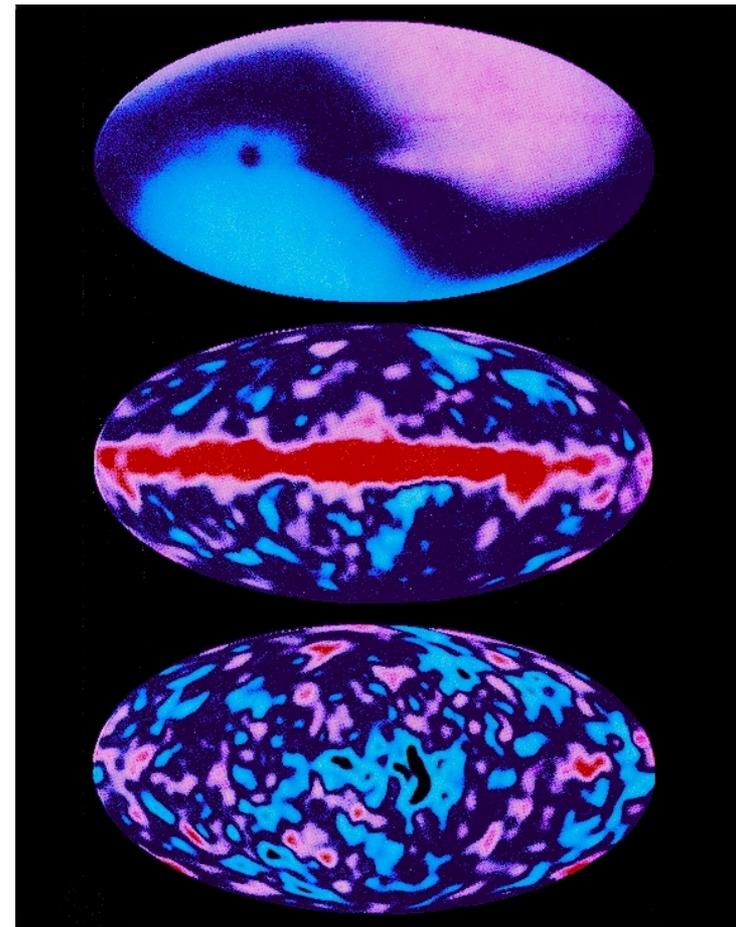
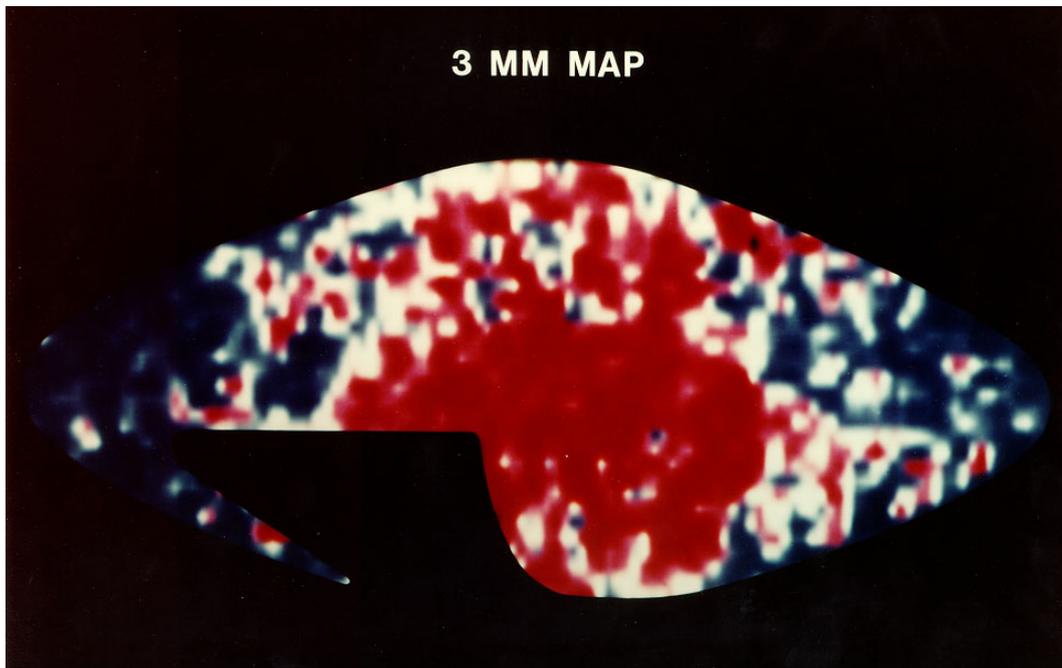
- Colaborações atuais com:
 - ✓ Universidade da Califórnia, Santa Bárbara (EUA)
 - ✓ Jet Propulsion Lab (EUA)
 - ✓ Universidade de Illinois, Urbana-Champaign (EUA)
 - ✓ Universidade de Roma (Itália)
 - ✓ Universidade de Milão (EUA)



Experimentos realizados

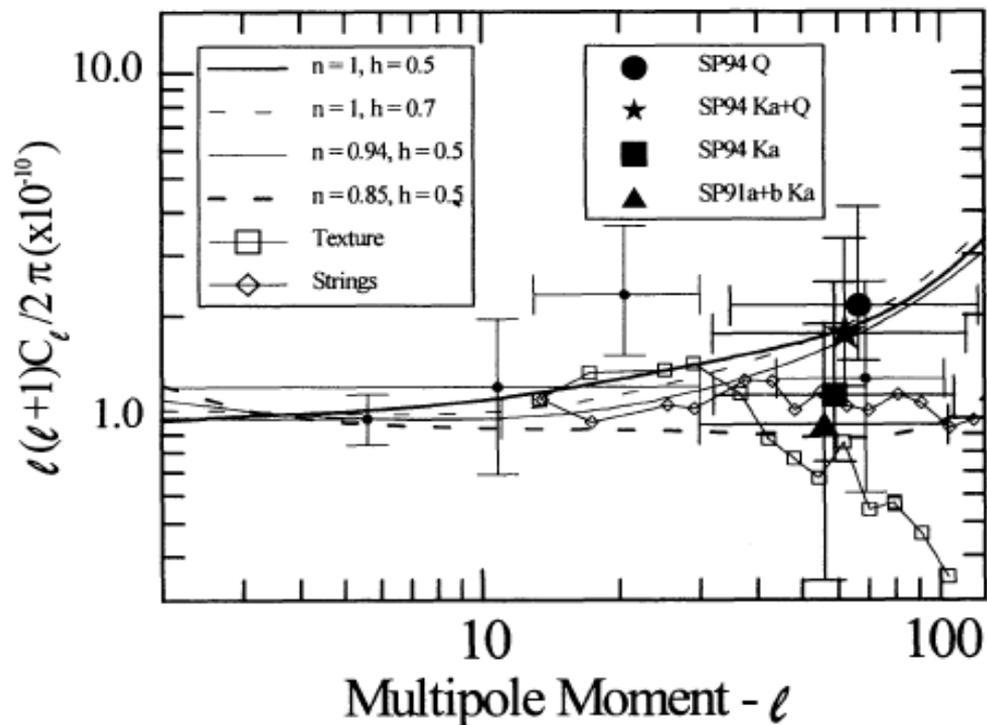
- Mapeamento do céu em 3 mm (1982-1986)
- ACME-SP (1989-1995)
- ACME-MAX (1990-1996)
- HACME (1996-2000)
- B EAST (2000-2005)

Histórico: 1965 – 1992



Smoot et al. 92

ACME-SP: 1991 – 1995

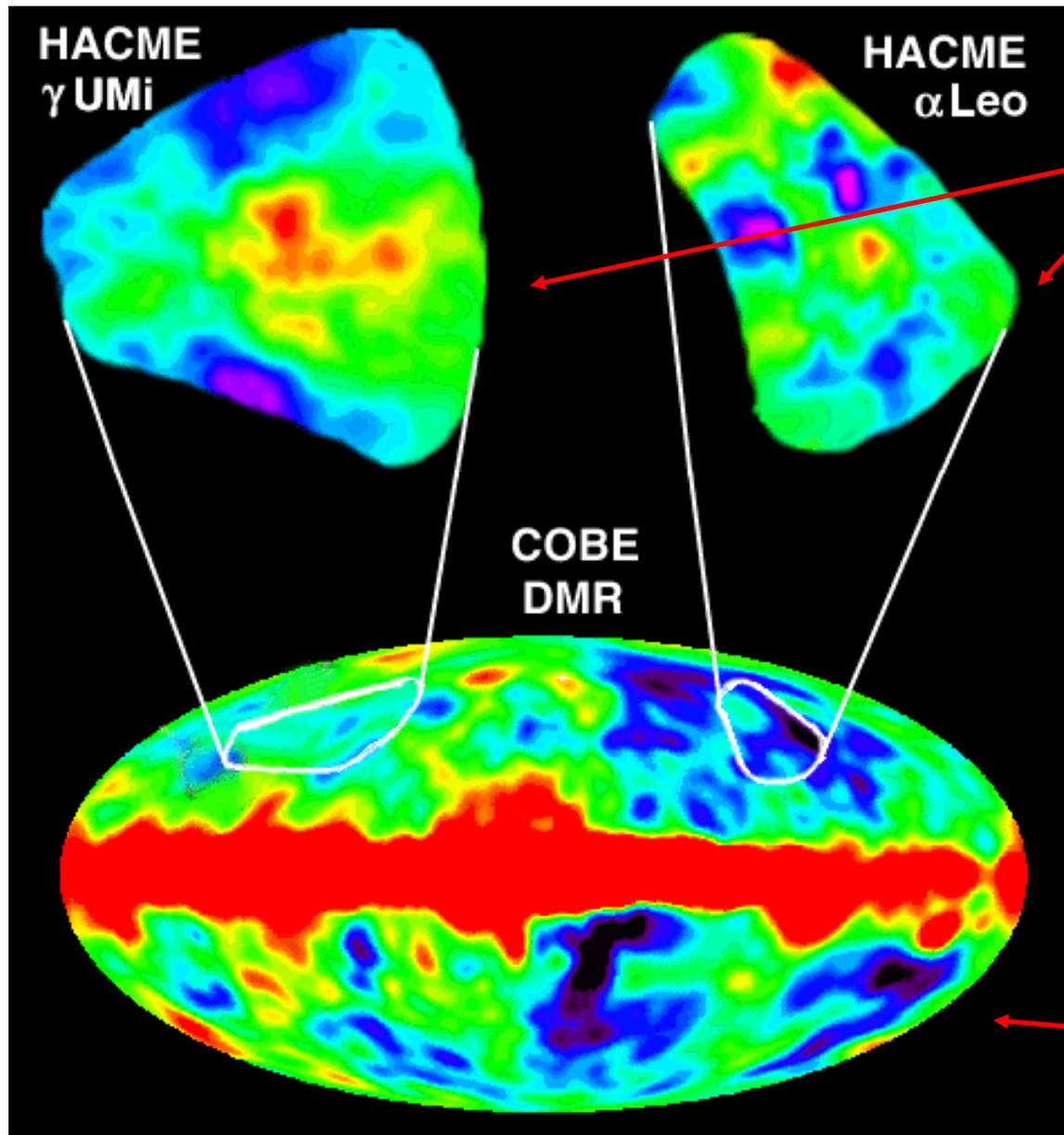


Logo após o COBE, experimentos foram realizados no Pólo Sul para medir a RCF em escalas angulares intermediárias (entre 30' e 2°).

Os resultados obtidos pelo **A**dvanced **C**osmic **M**icrowave **E**xplorer (ACME-SP) representaram uma das primeiras estimativas do espectro de potência da RCF nas escalas acima mencionadas.

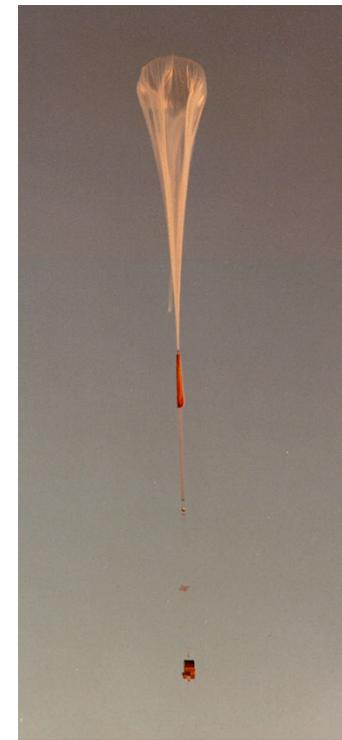


HACME (vôo de balão – 7 horas)



Tegmark et al. 2000

Staren et al. 2000

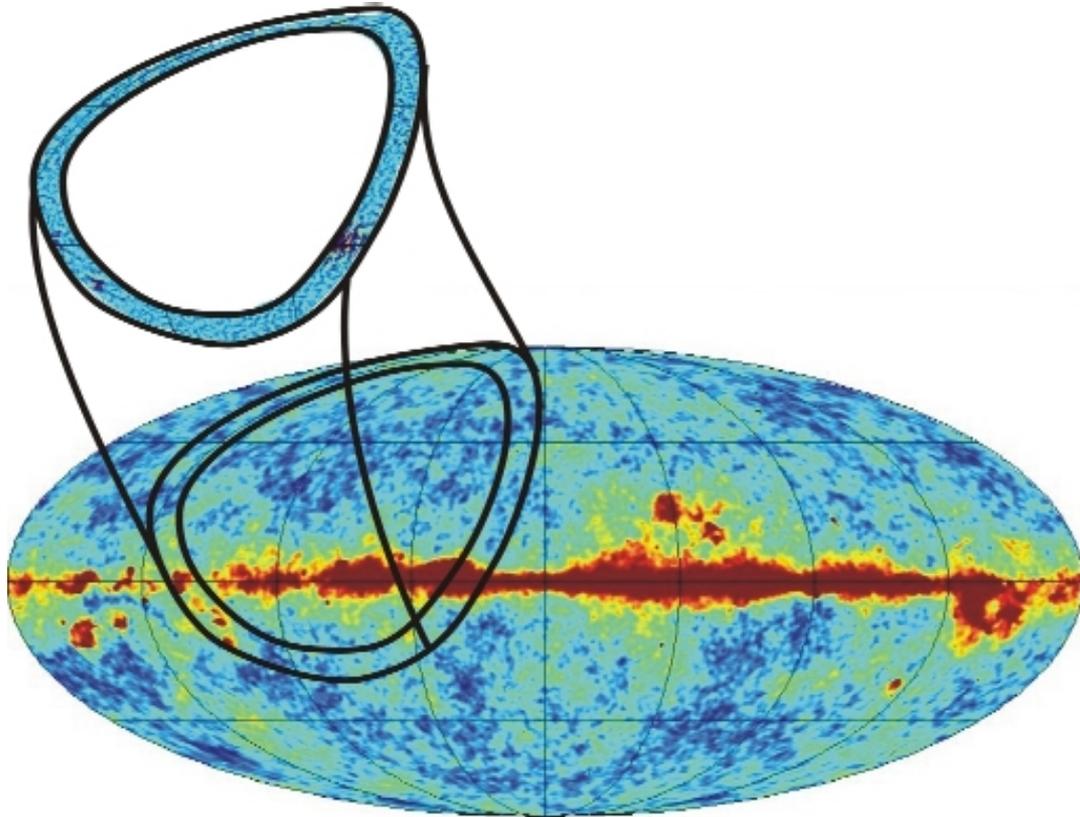


Bennett et al. 1996



O experimento BEAST (2000-2005)

Background **E**mission **A**nisotropy **S**canning
Telescope



WMPOL: o presente

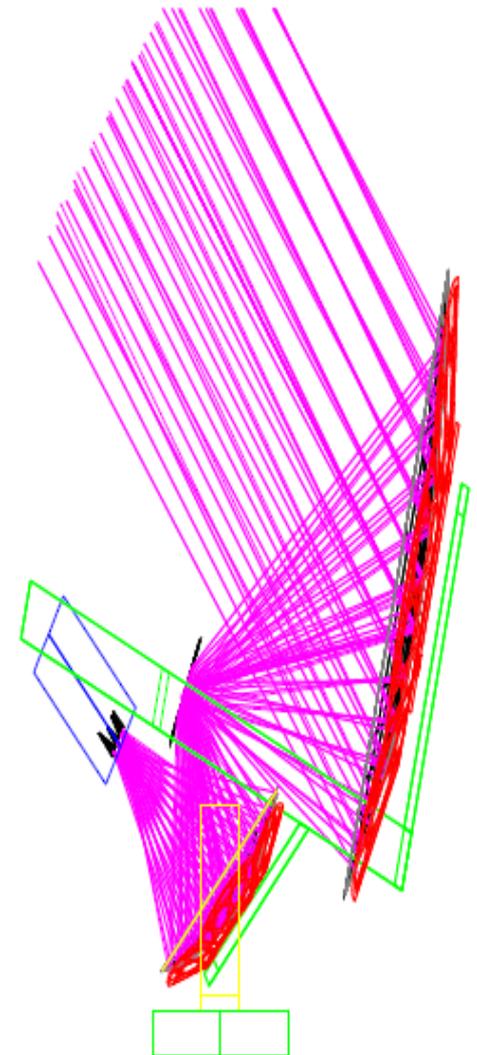
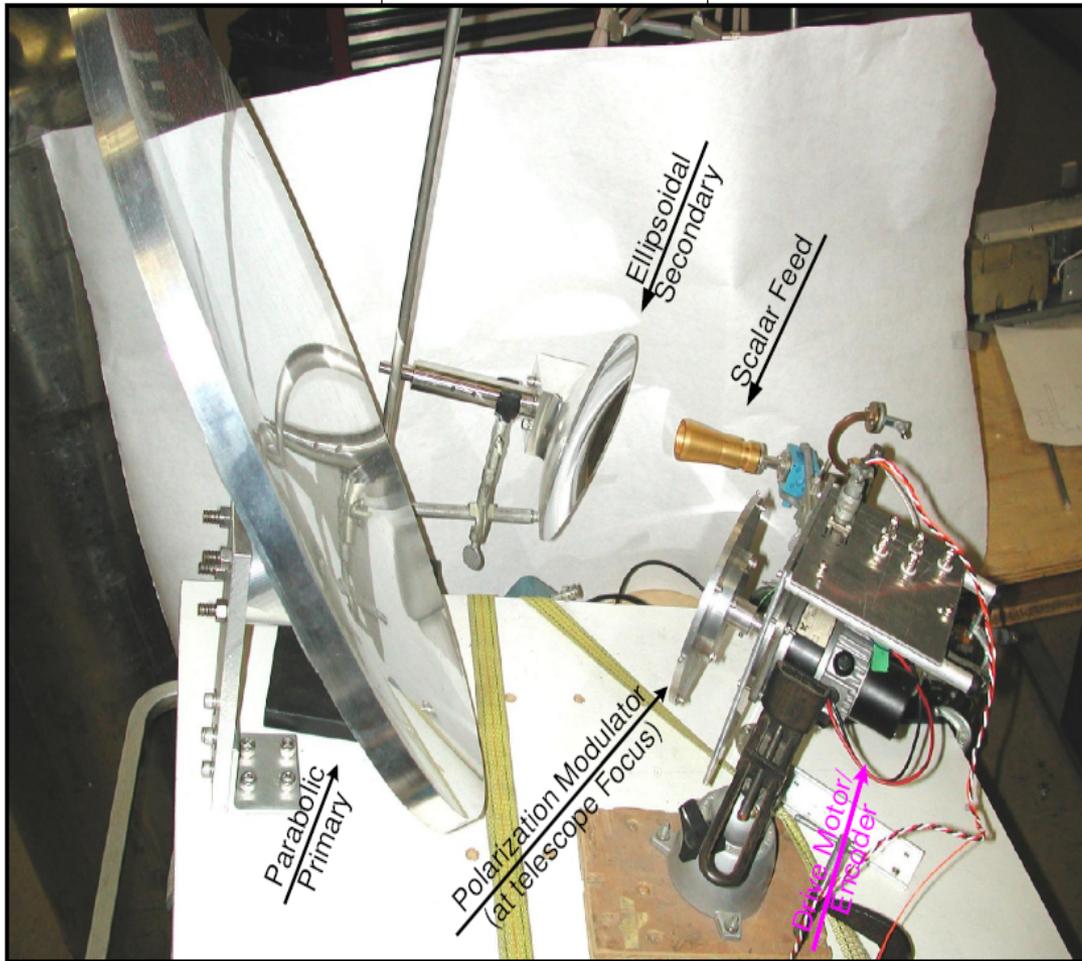




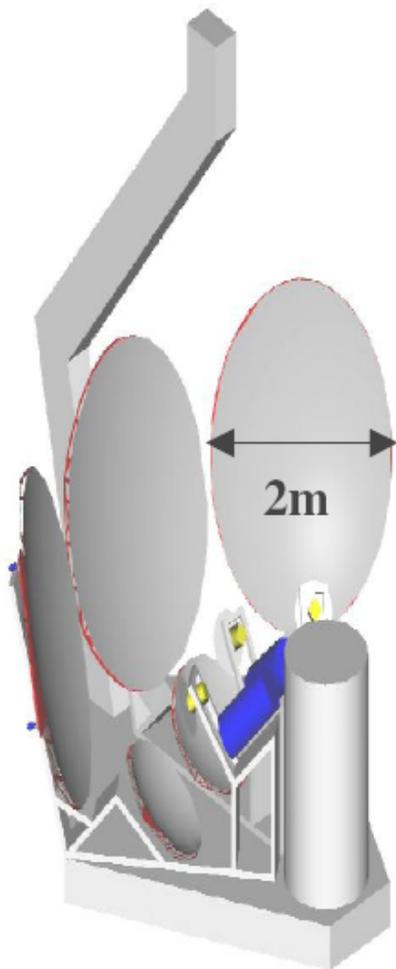
WMPOL: o presente

- Freqüências: bandas Q (38 – 46 GHz) e W (82 – 98 GHz)
- T_{sis} : 127 K (Q) e 120 K (W)
- FWHM: $24' \pm 3'$ (Q) e $12' \pm 3'$ (W)
- Medidas de polarização: somente parâmetro de Stokes Q.

COFE: o futuro



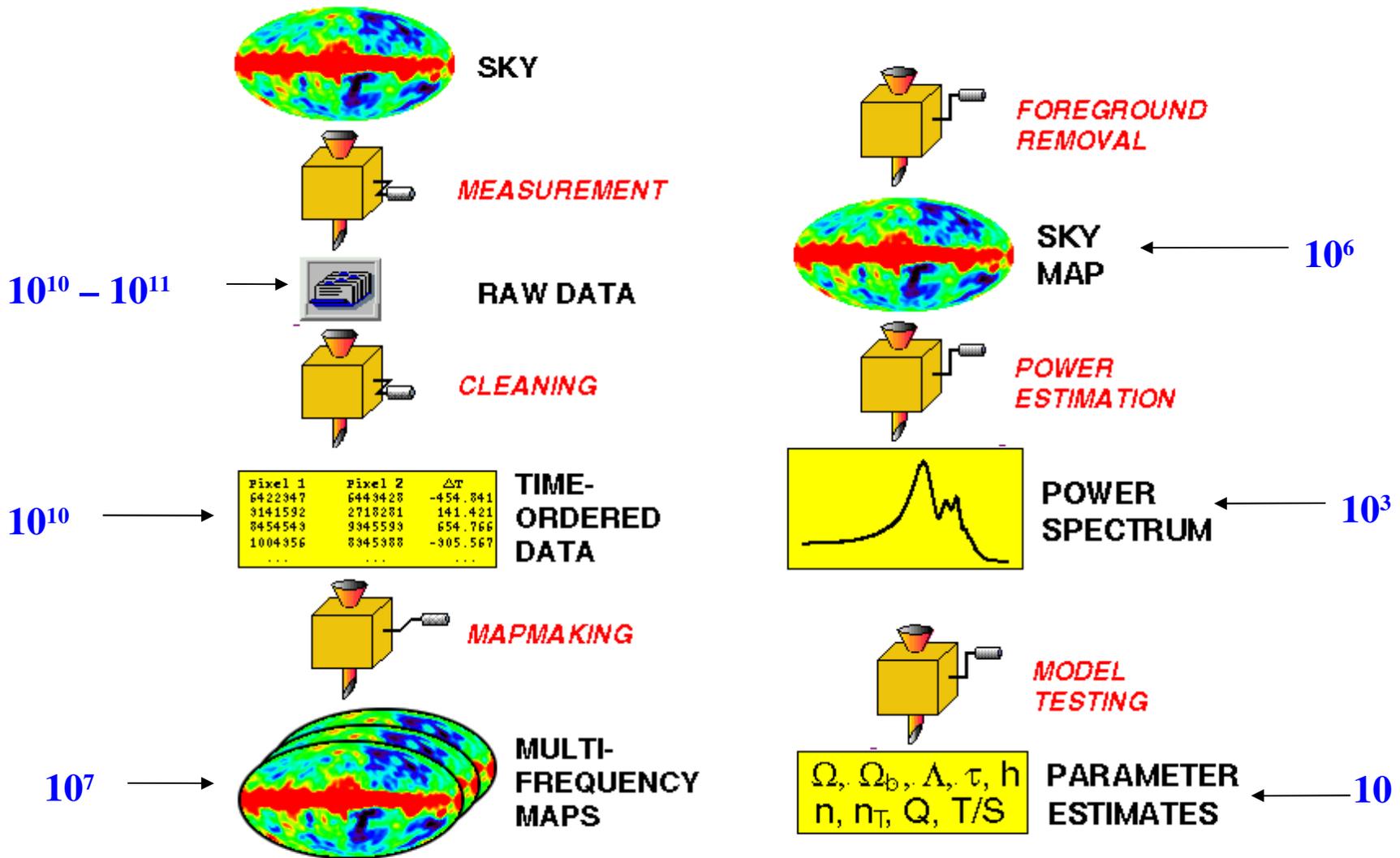
COFE: o futuro



Frequency	Tsys	Bandwidth	Receivers	Aggregate Sensitivity (T)	Aggregate Sensitivity P(Q,U)
10 GHz	8 K	4 GHz	3	138 μ K $\sqrt{\text{sec}}$	110 μ K $\sqrt{\text{sec}}$
15	10	4	6	118	93

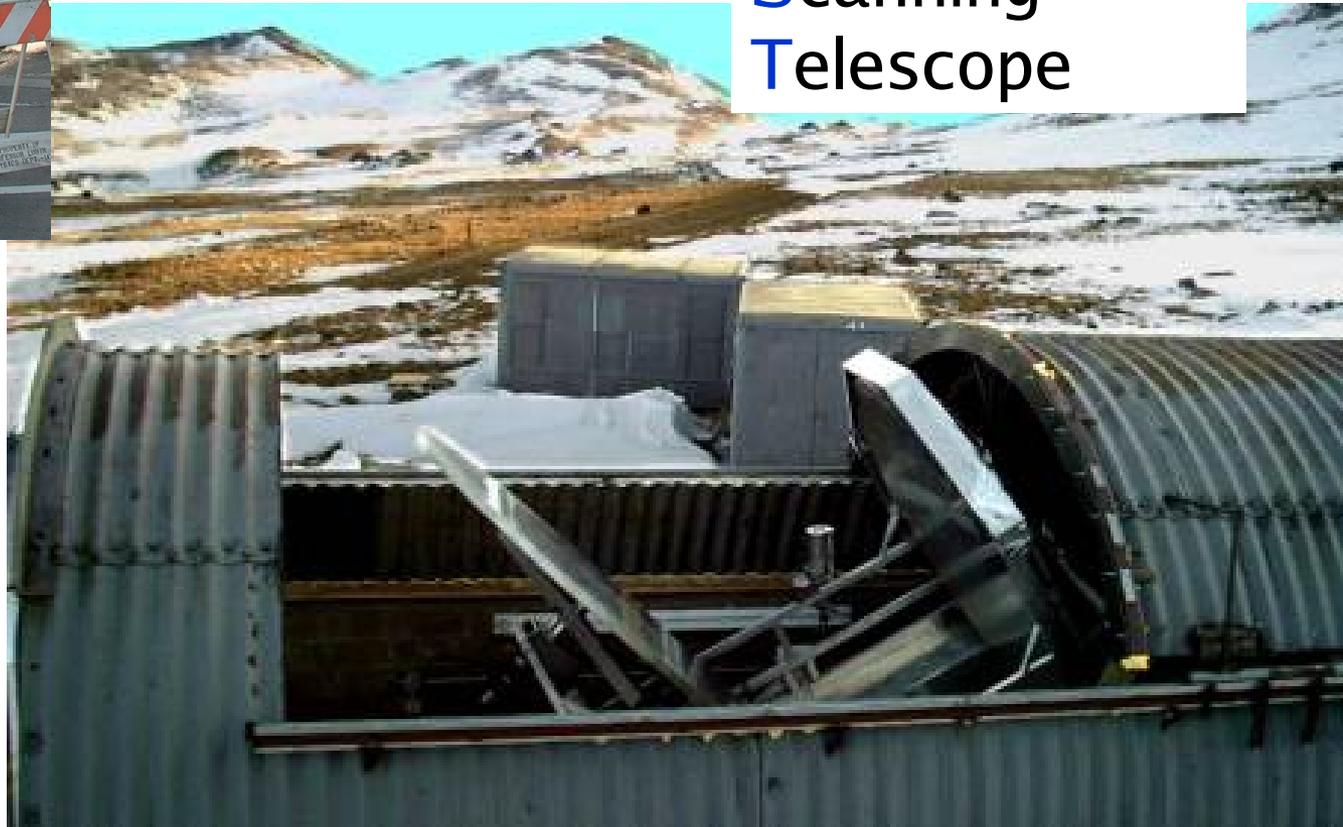
- Medidas das características de polarização de foregrounds galácticos (síncrotron, bremsstrahlung, spinning dust) e contribuições potenciais de fontes pontuais em baixos l (2-100) e frequências abaixo de 50 GHz.
- Exploração dos limites de erros sistemáticos para baixos l para experimentos de polarização da RCF em plataformas suborbitais e missões a bordo de balões estratosféricos.

A análise de dados da RCF



O objeto de estudo: BEAST

Background
Emission
Anisotropy
Scanning
Telescope



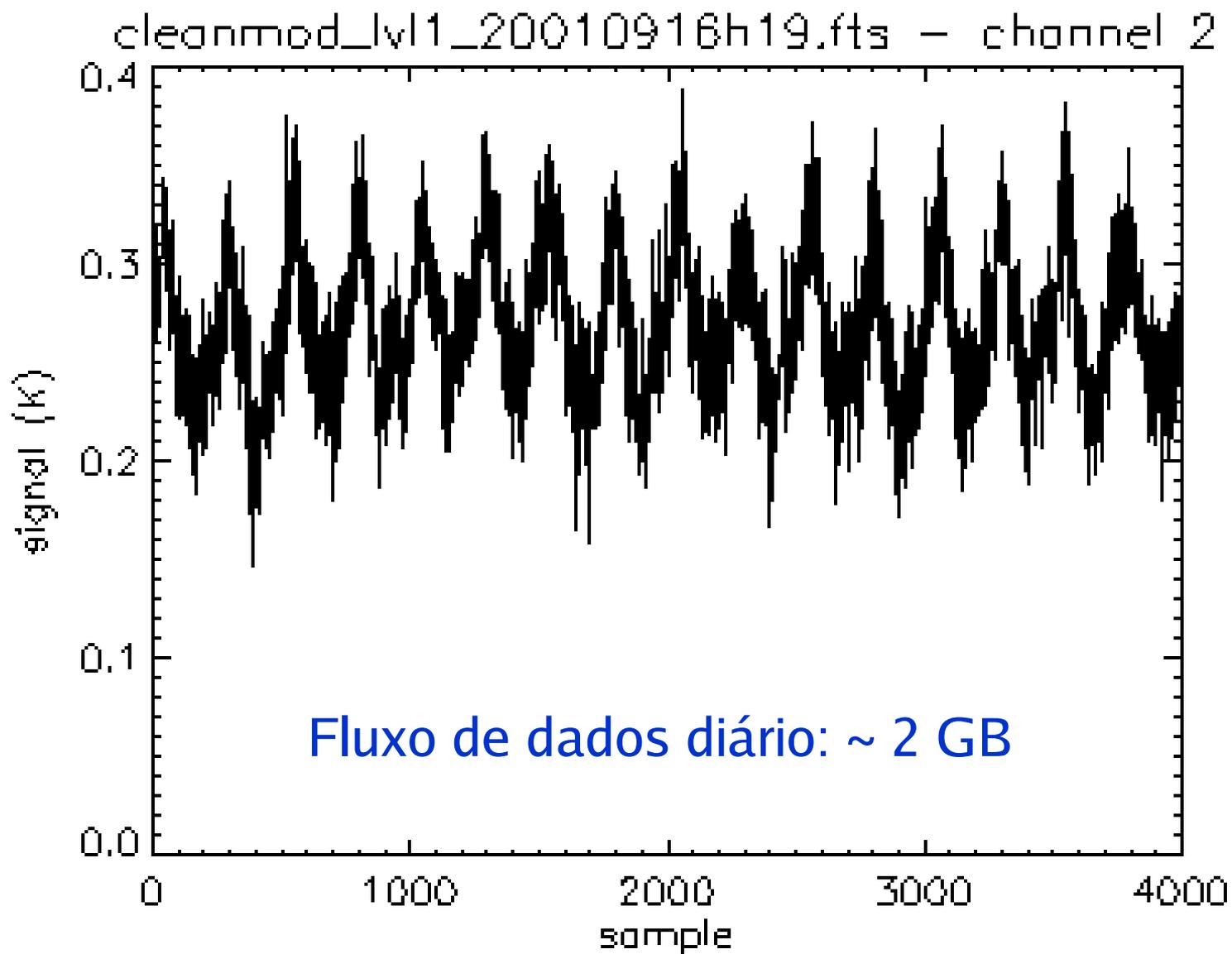


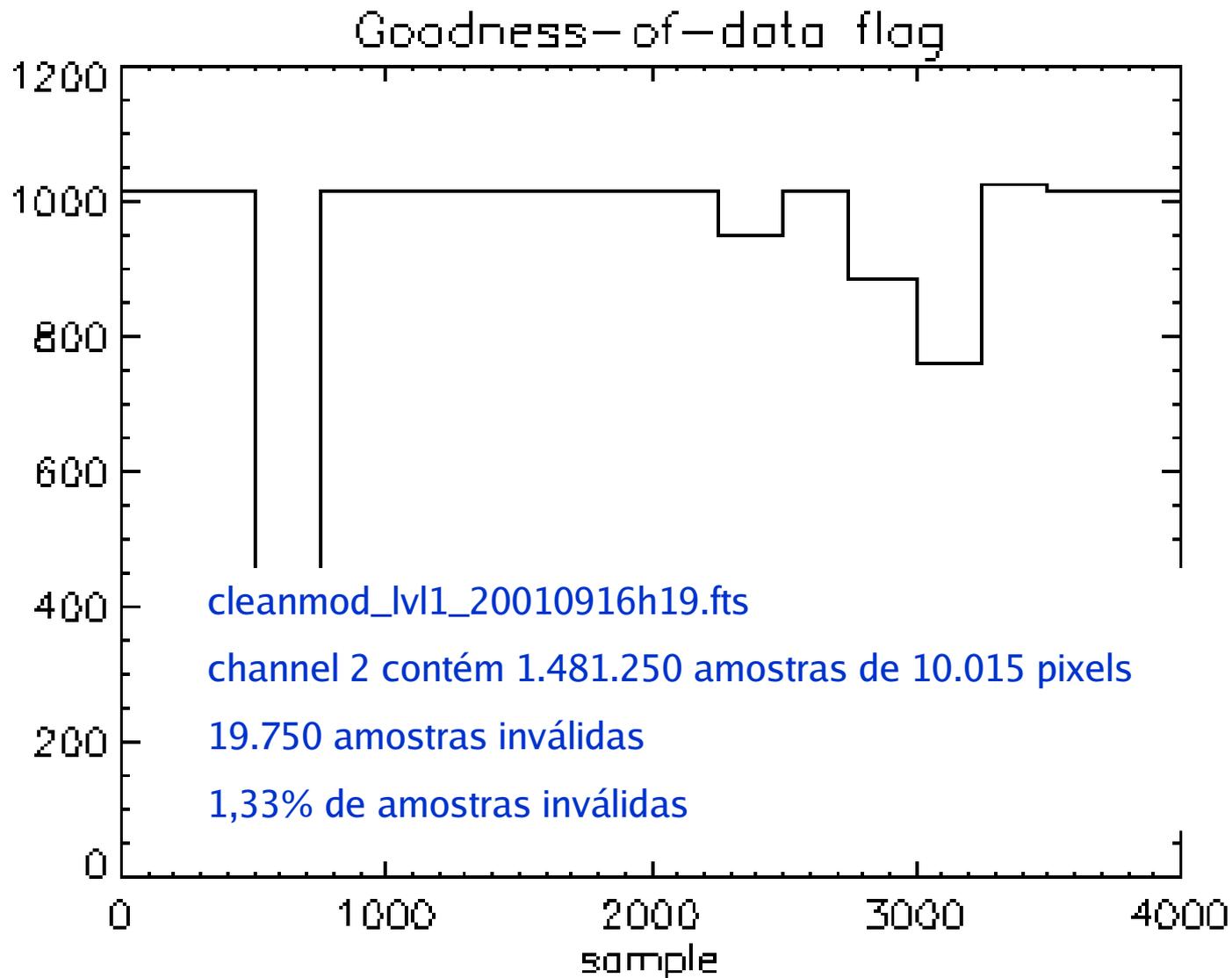
O método...

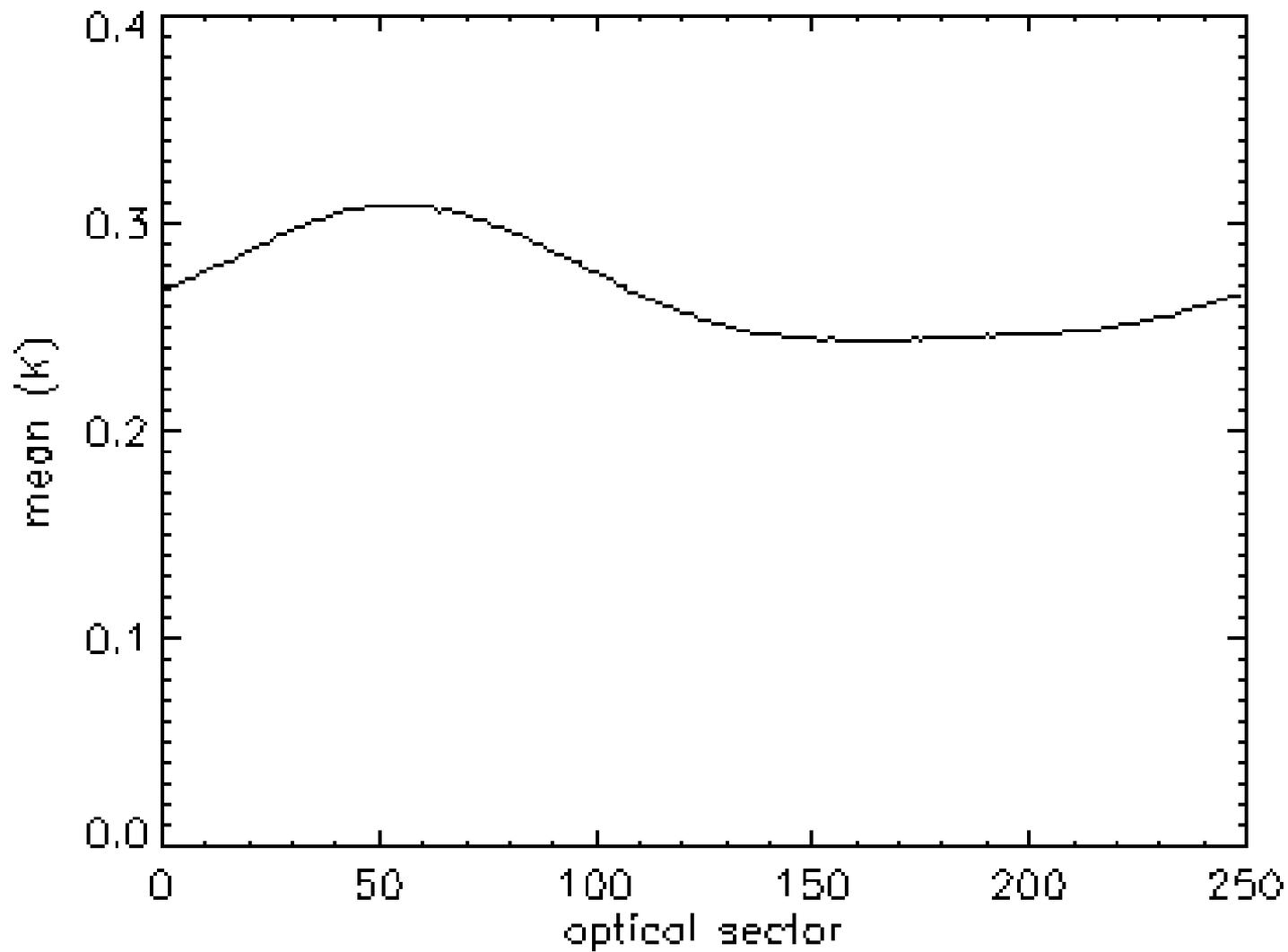
MASTER: Monte Carlo Apodized Spherical Transform Estimator

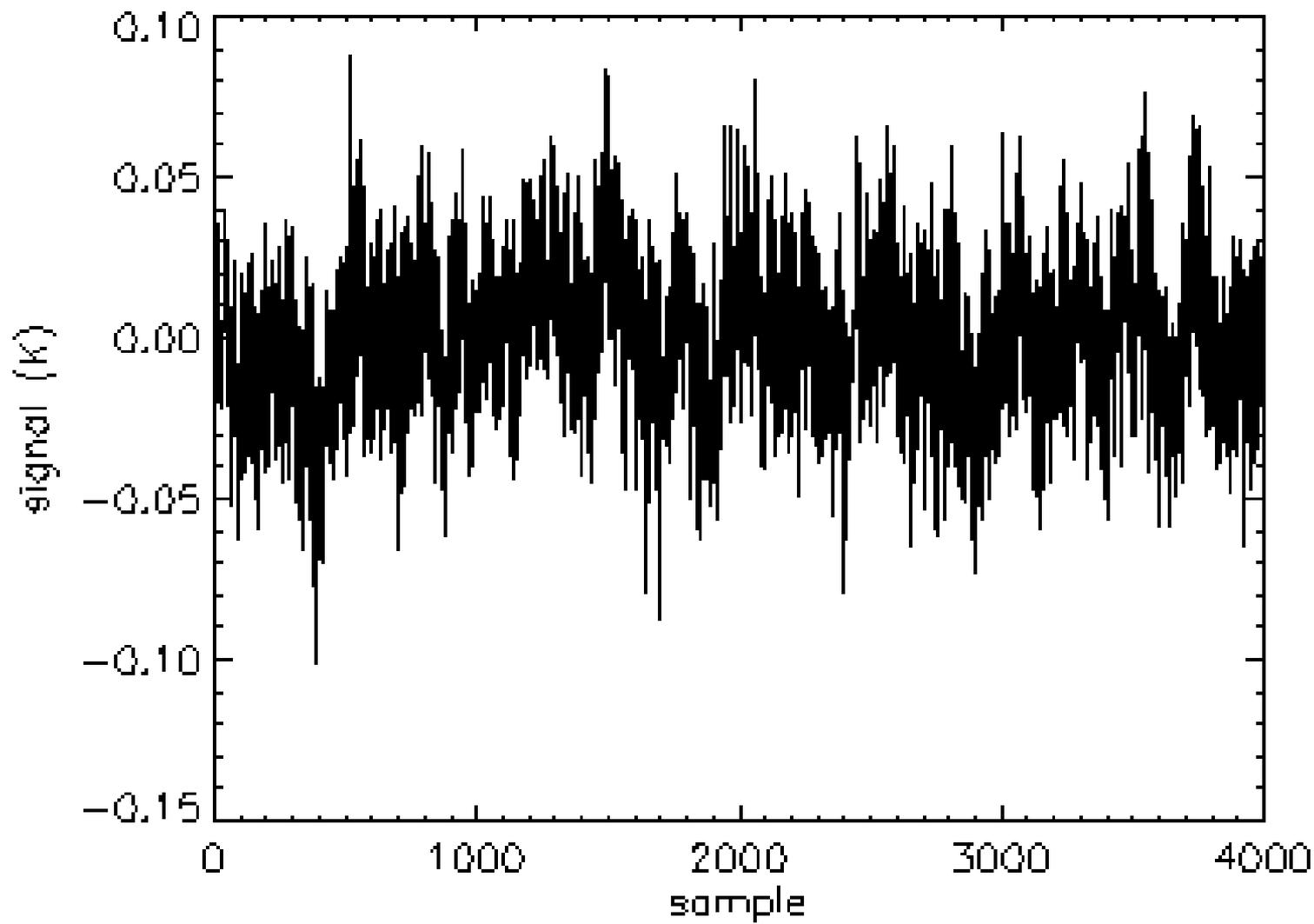
(Hivon et al., ApJ, 2002)

- Concebido para análise de medidas feitas em regiões limitadas do céu ($< 10\%$)
- Baseado em transformadas dos harmônicos esféricos aplicadas sobre o mapa
- Incorpora particularidades do experimento, tais como:
 - ✓ forma do feixe
 - ✓ geometria da região observada
 - ✓ comportamento do ruído do instrumento
 - ✓ possíveis efeitos não estacionários/não gaussianos



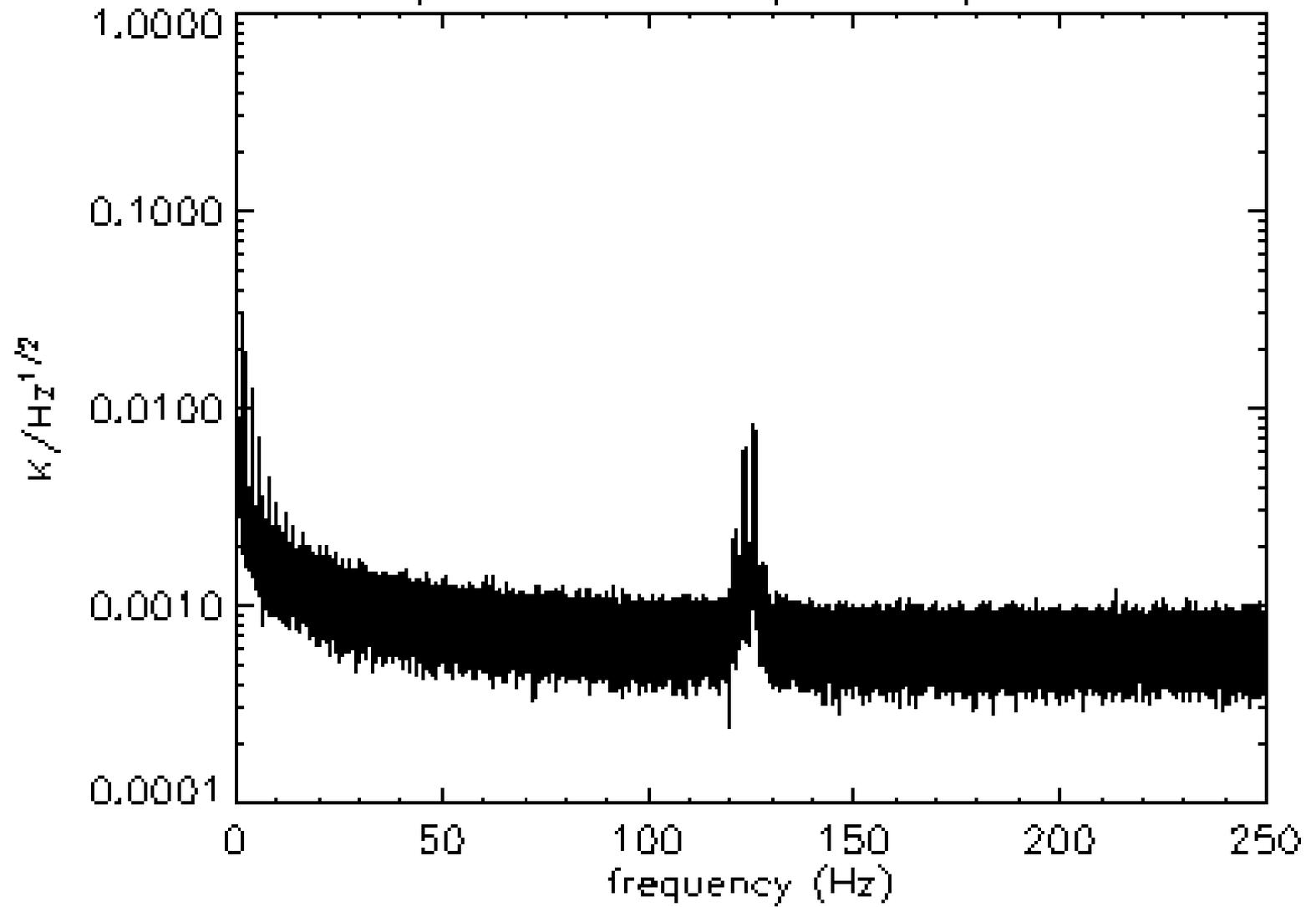


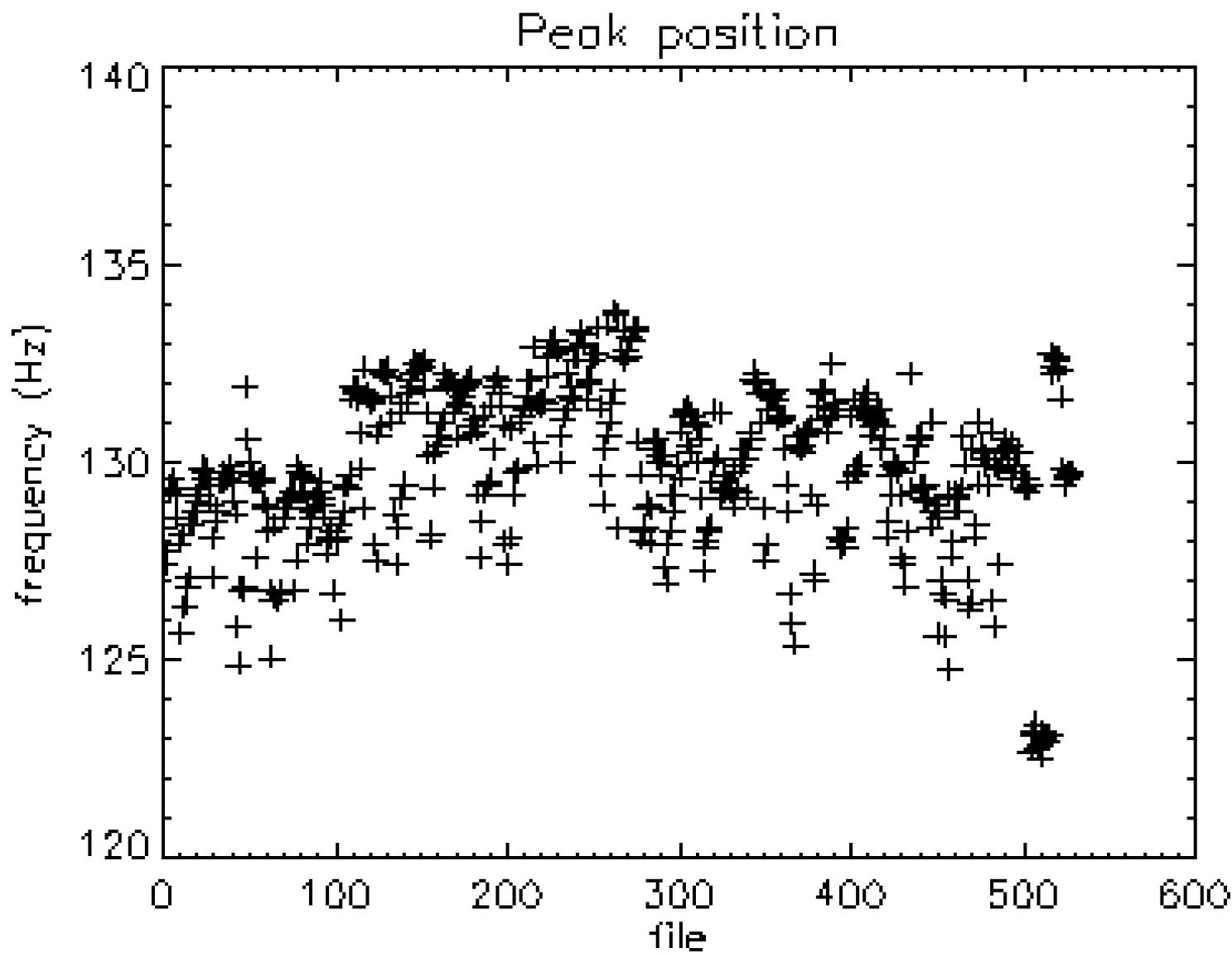






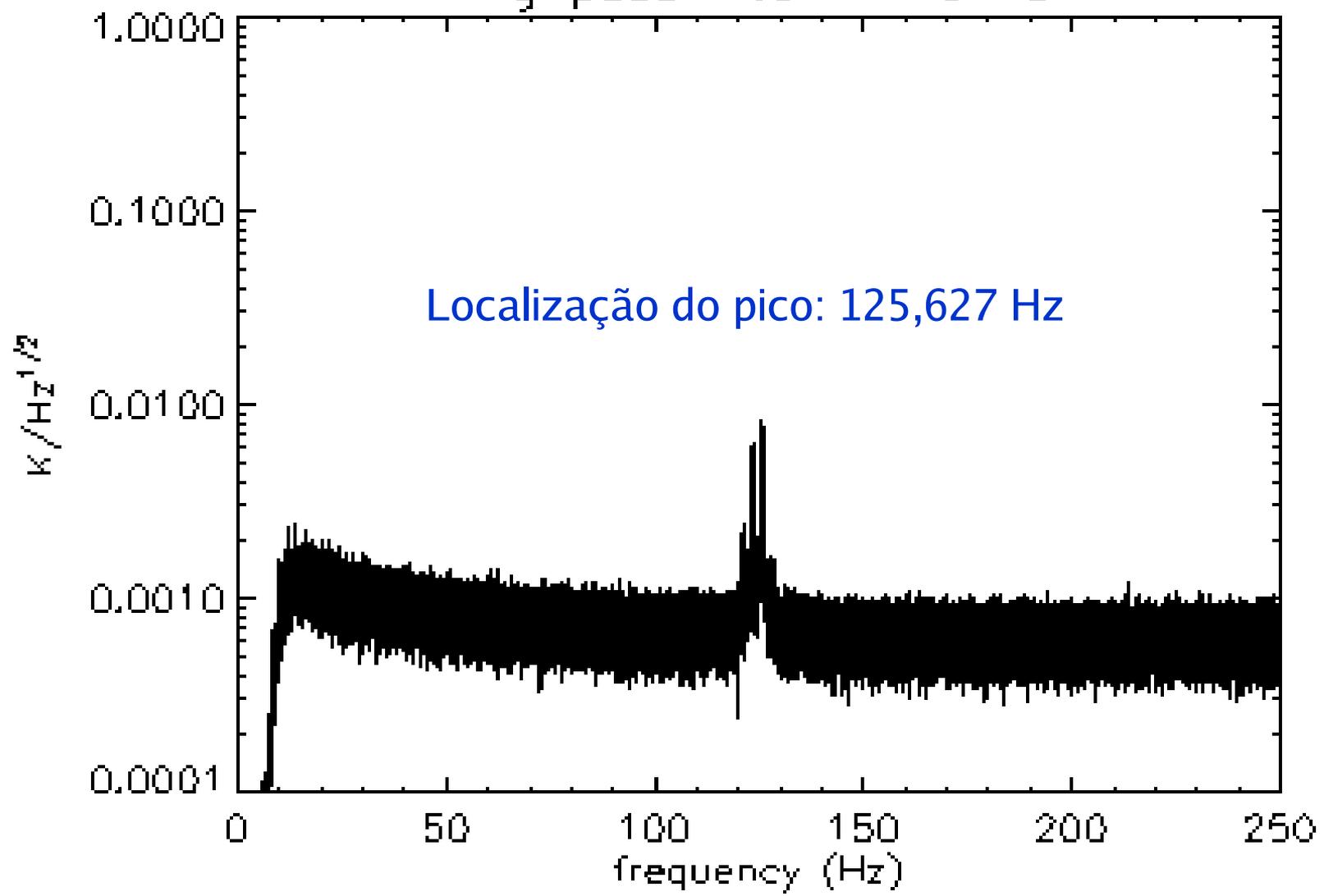
Amplitude of the power spectrum





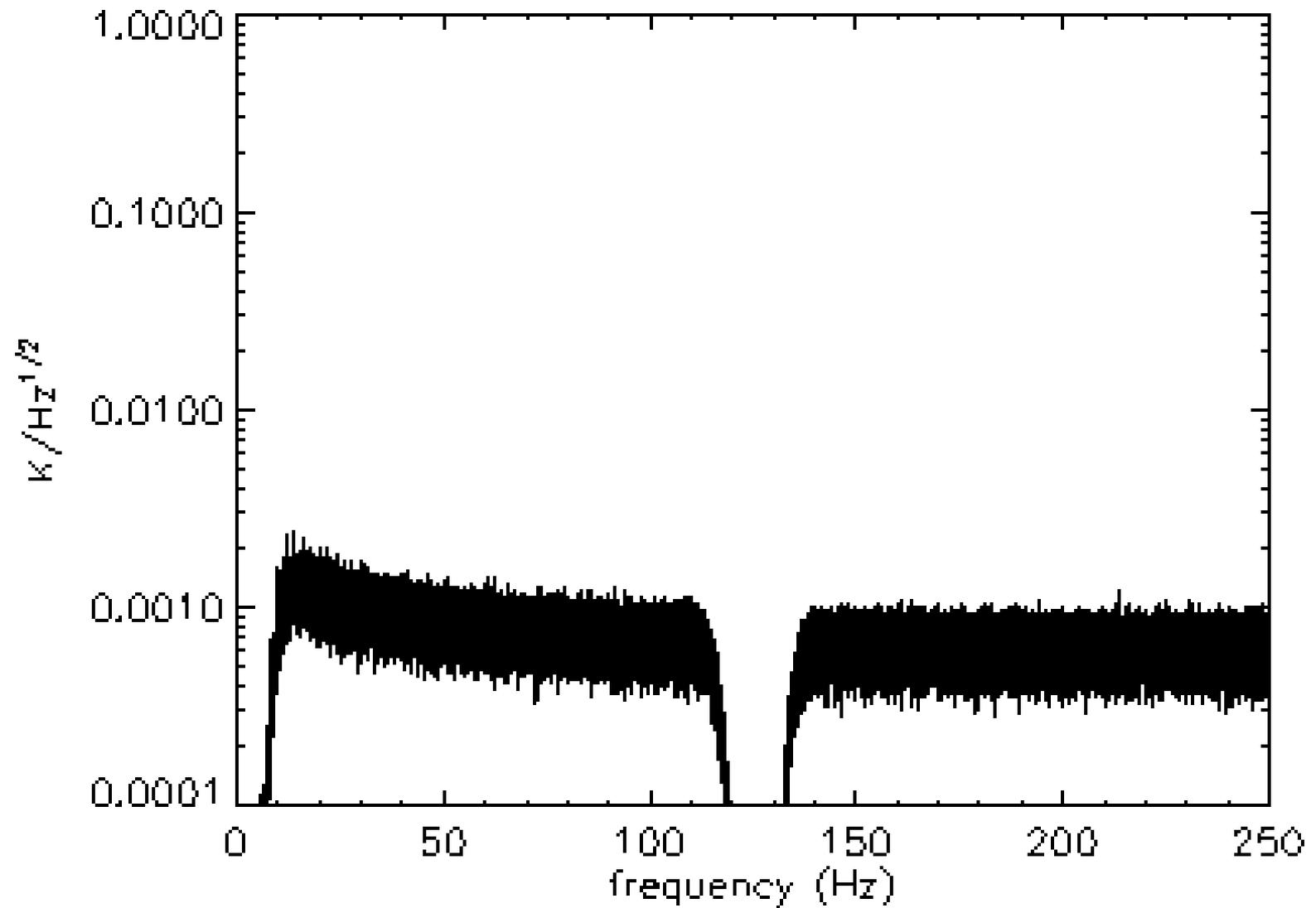


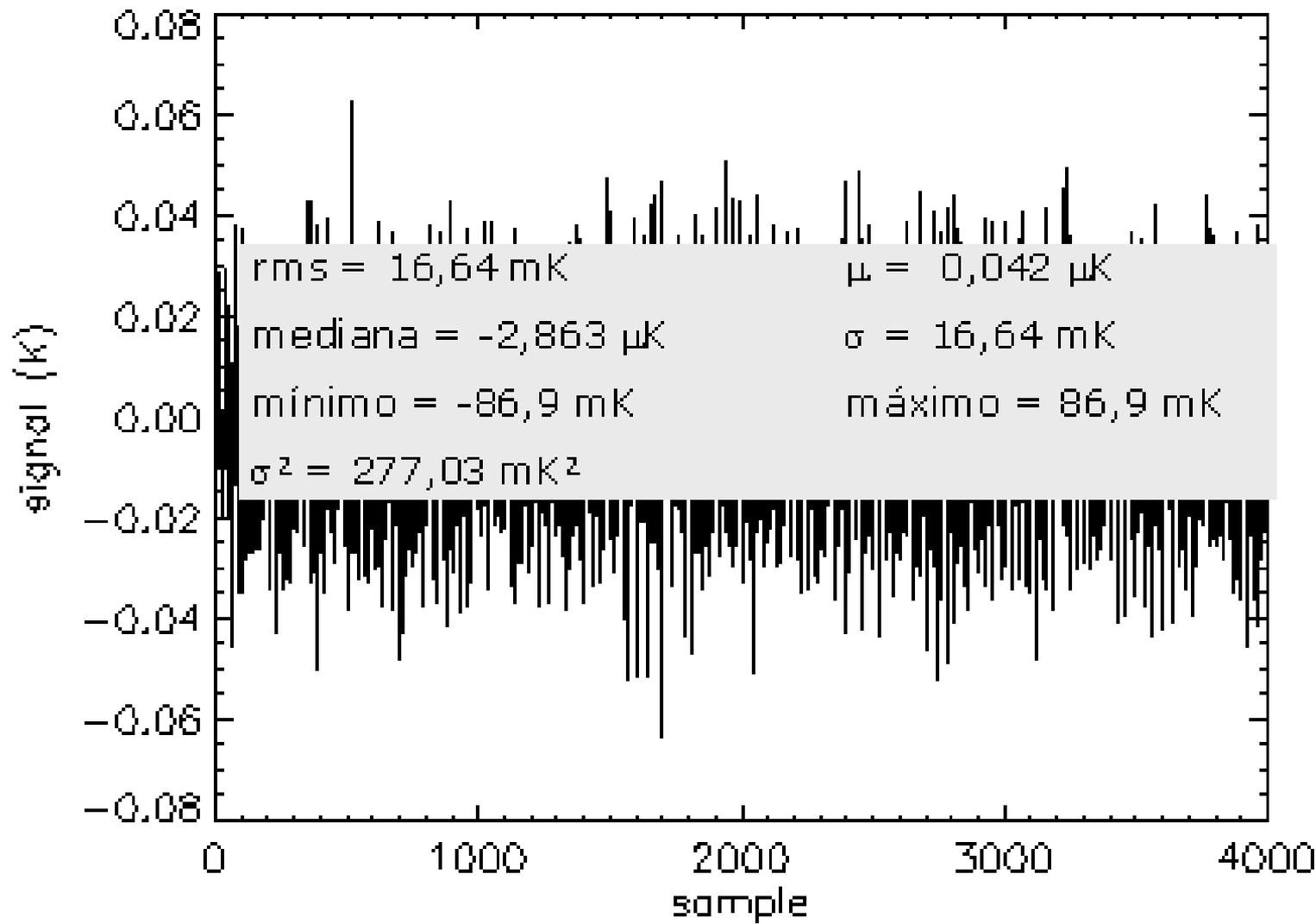
Highpass filter – 10 Hz

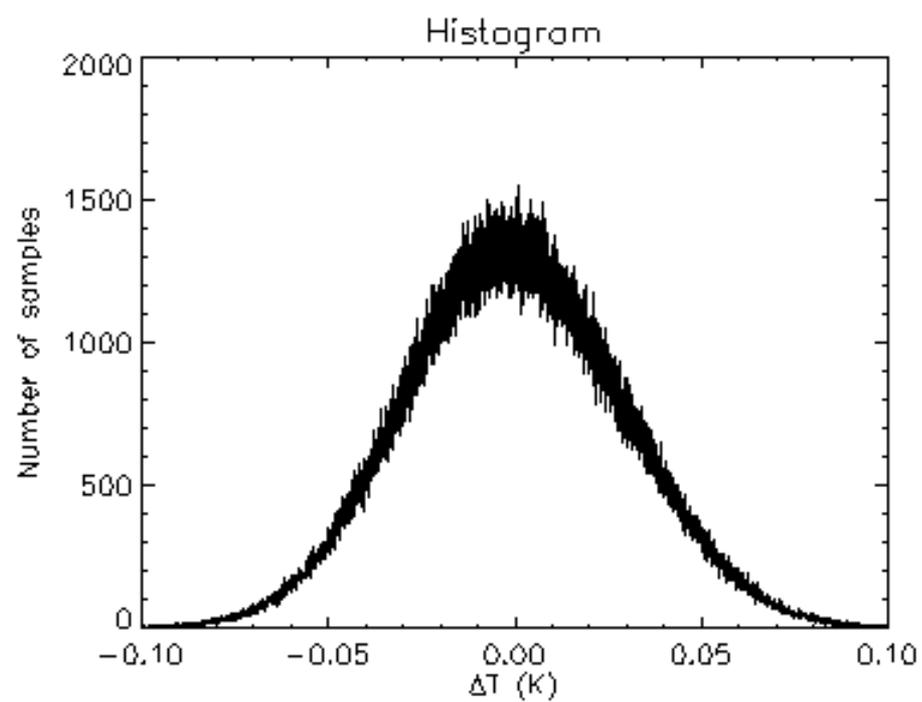
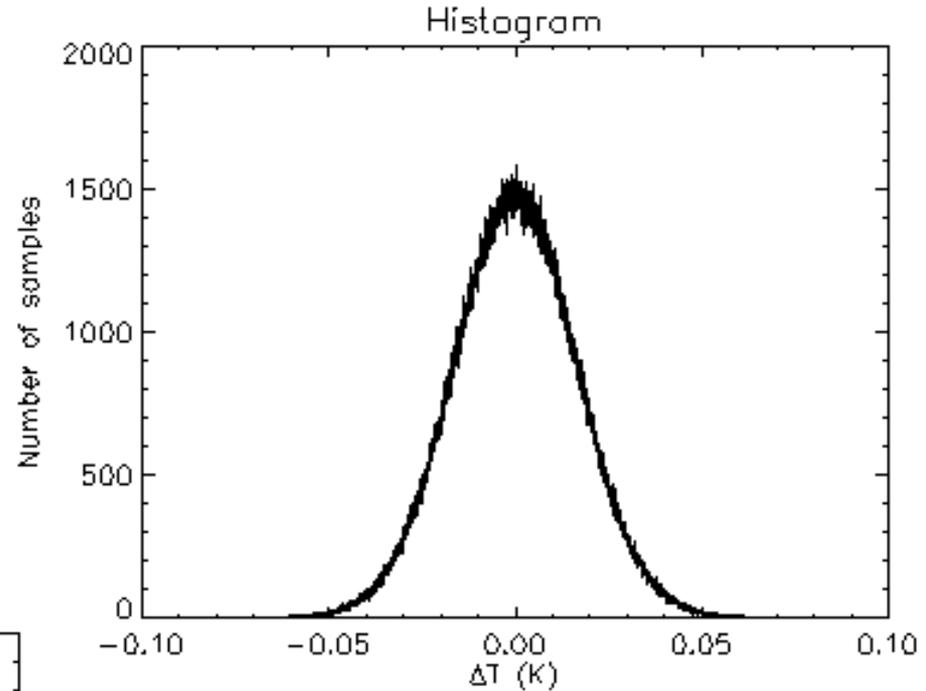




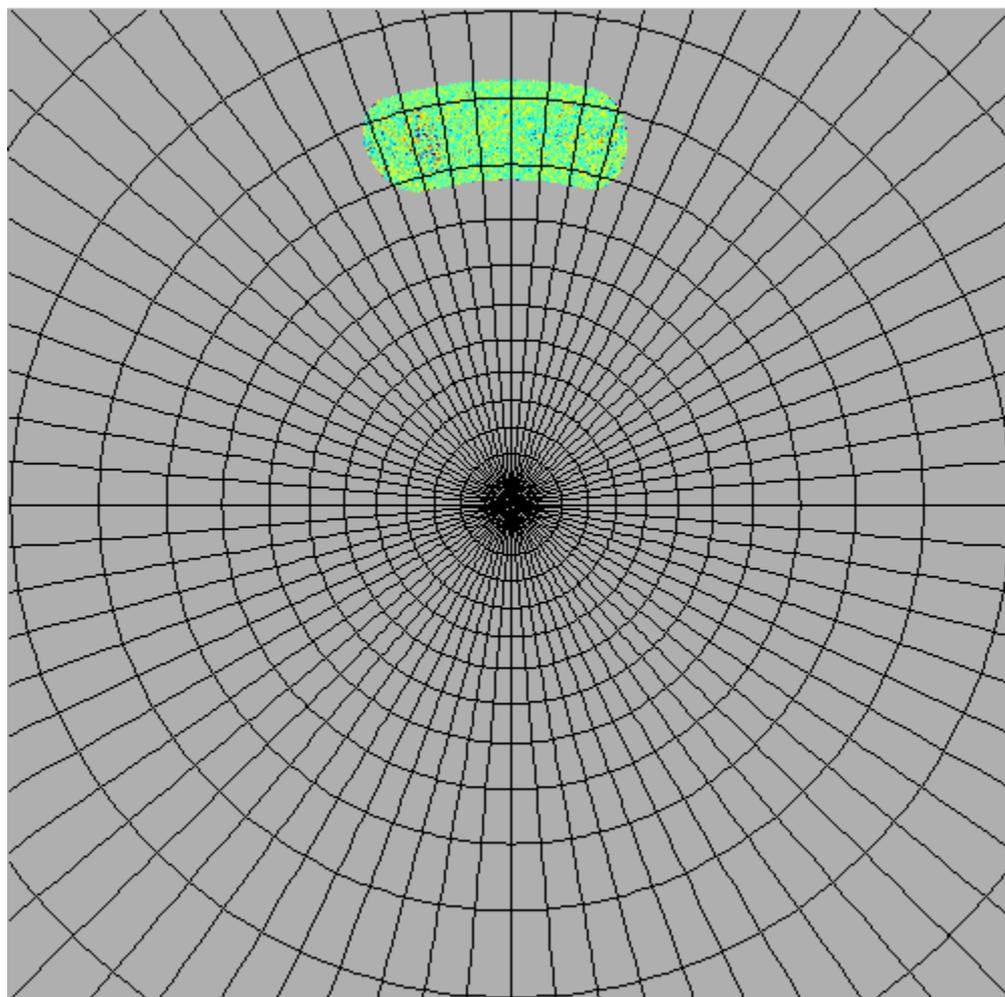
Killband filter - 5 Hz







20010916h19/20010916h20



-9.24e-003  9.24e-003
(0.0, 90.0) Equatorial



Produção de mapas

$$S_t = \Delta T_t + \Delta_t \quad \left\{ \begin{array}{l} M = 1,48 \cdot 10^6 \\ N = 10^4 \end{array} \right. \Rightarrow t_{2,5\text{GHz}} = 204\text{dias}$$

Borrill 1999

$$X_i^{(n+1)} = \frac{\sum_t \{ \delta_{i,p(t)} [X_{m(t)}^{(n)} + S(t)] + \delta_{i,m(t)} [X_{p(t)}^{(n)} - S(t)] \}}{\sum_t [\delta_{i,p(t)} + \delta_{i,m(t)}]}$$

Wright et al. 1996

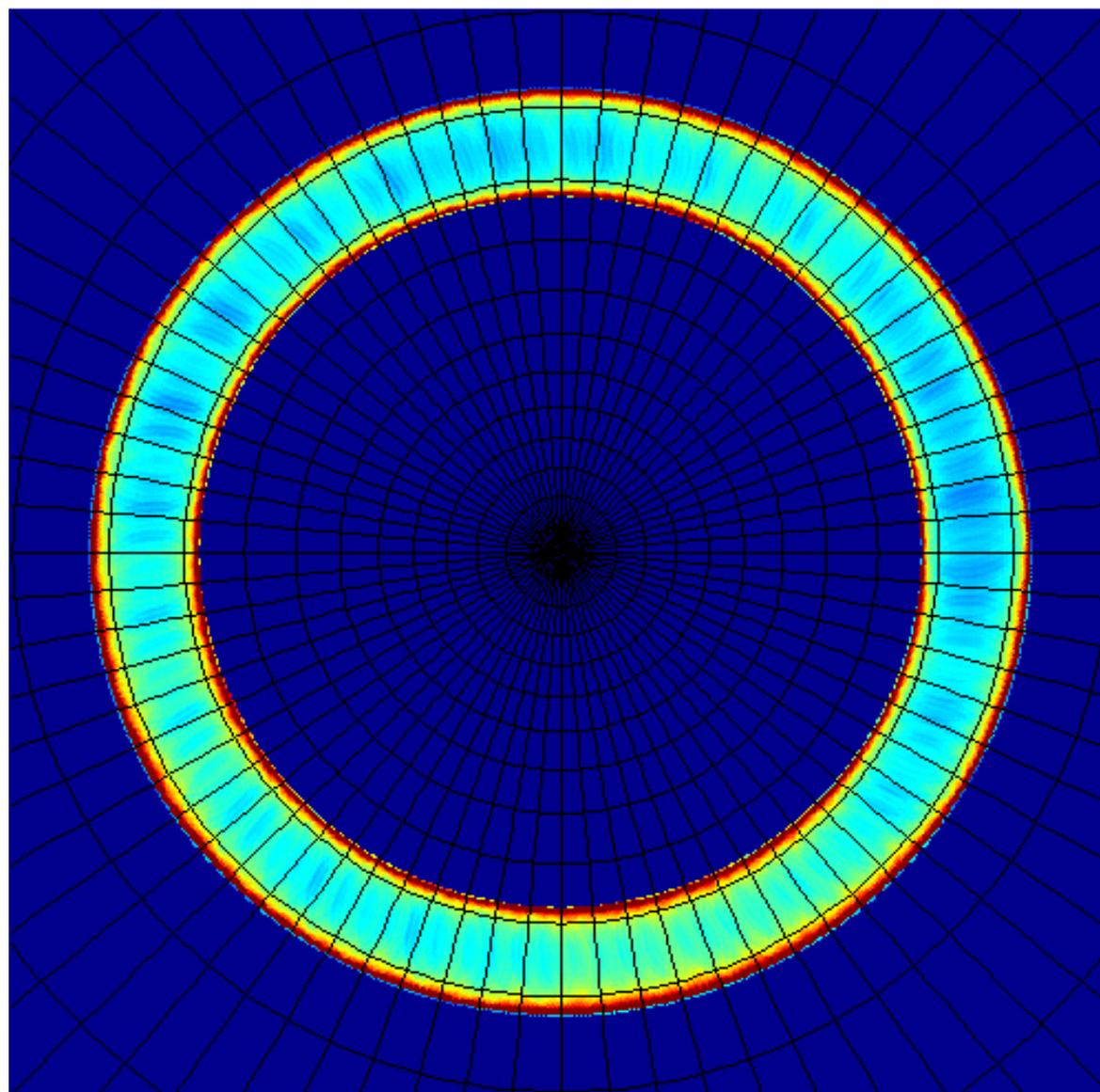
$$\Delta T_{\text{pixel}} = \sigma_{\text{pixel}}^2 \sum_{i=1}^N \frac{\mu_i}{\sigma_i^2}$$

$$\sigma_{\text{pixel}}^2 = \frac{1}{\sum_{i=1}^N \frac{1}{\sigma_i^2}}$$

$N \equiv$ número total de mapas



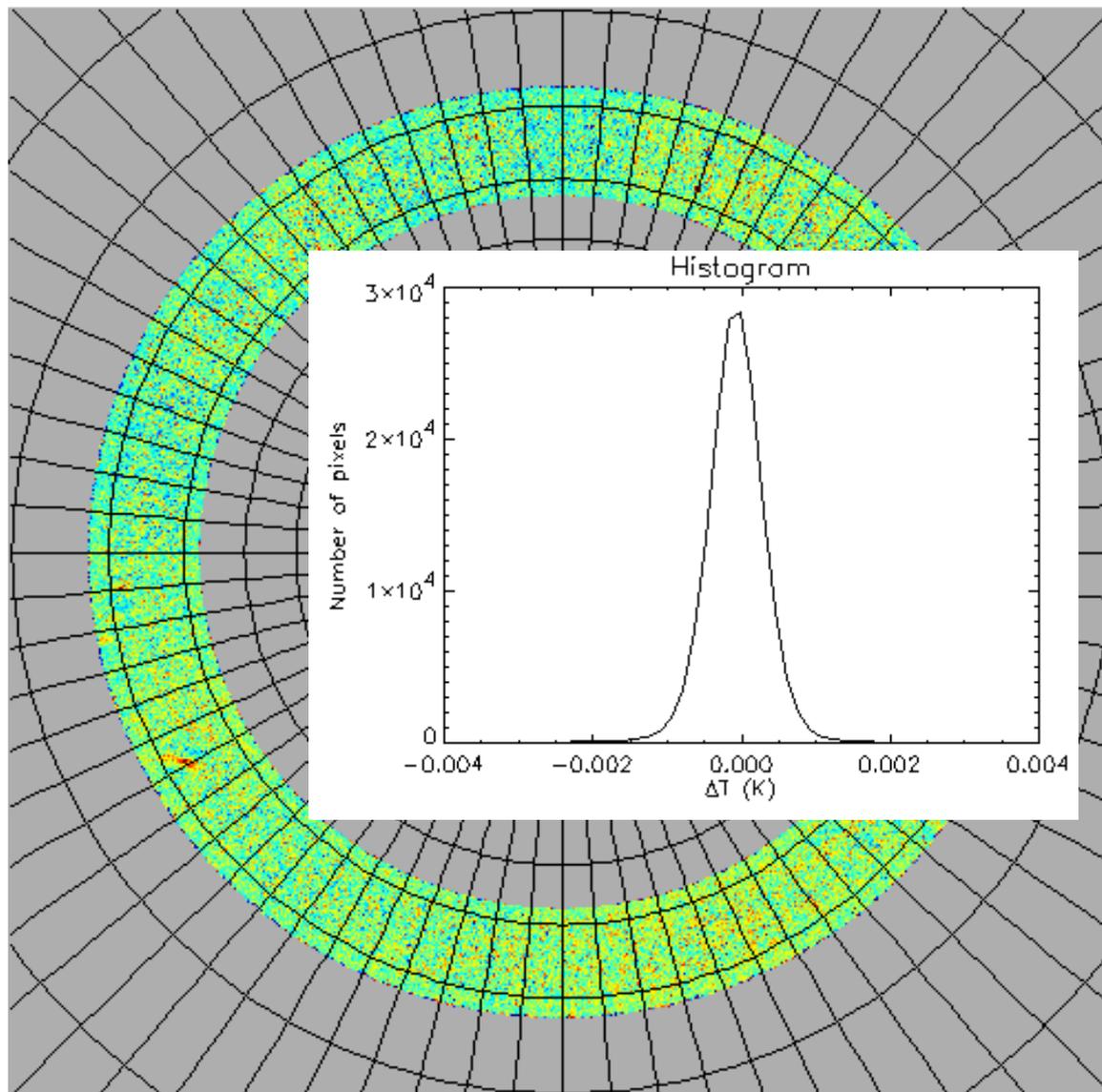
Histogram



0  8000

(0.0, 90.0) Equatorial

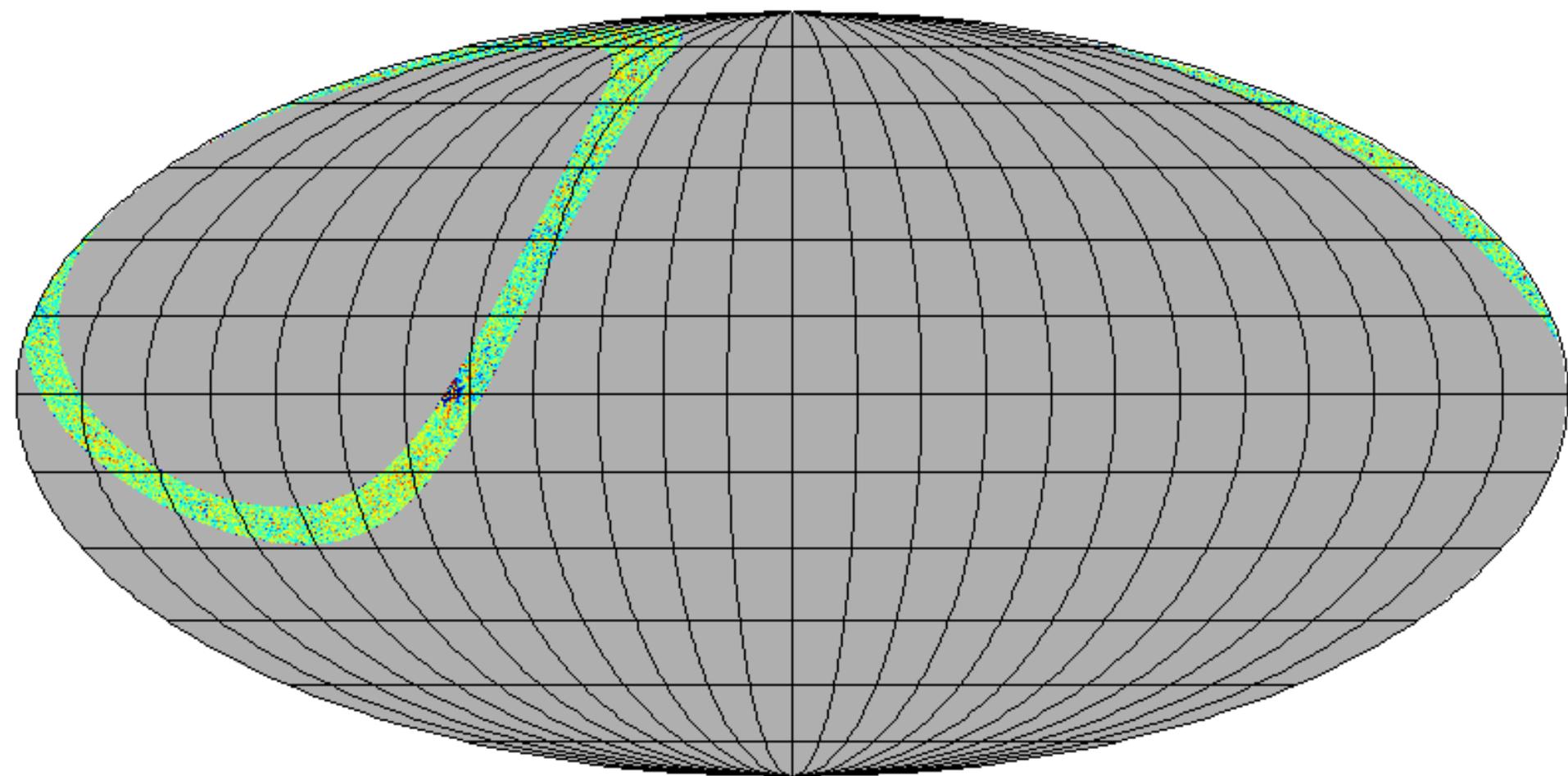
Q band (K) – channel 2



-1.50e-003  1.50e-003
(0.0, 90.0) Equatorial

5,14% do céu
(161.785 pixels)

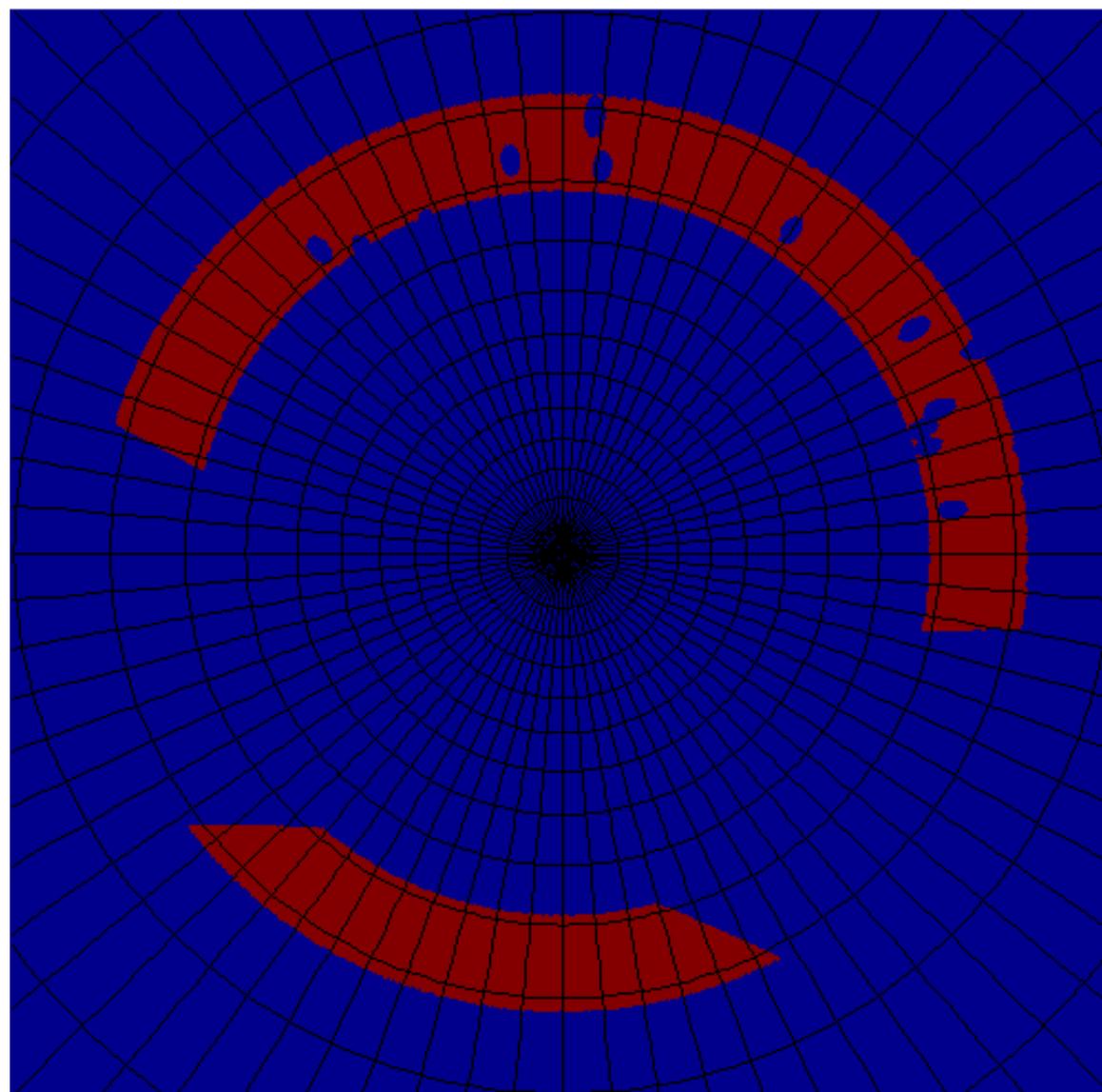
Q band (K) - channel 2



-1.50e-003  1.50e-003



Cut

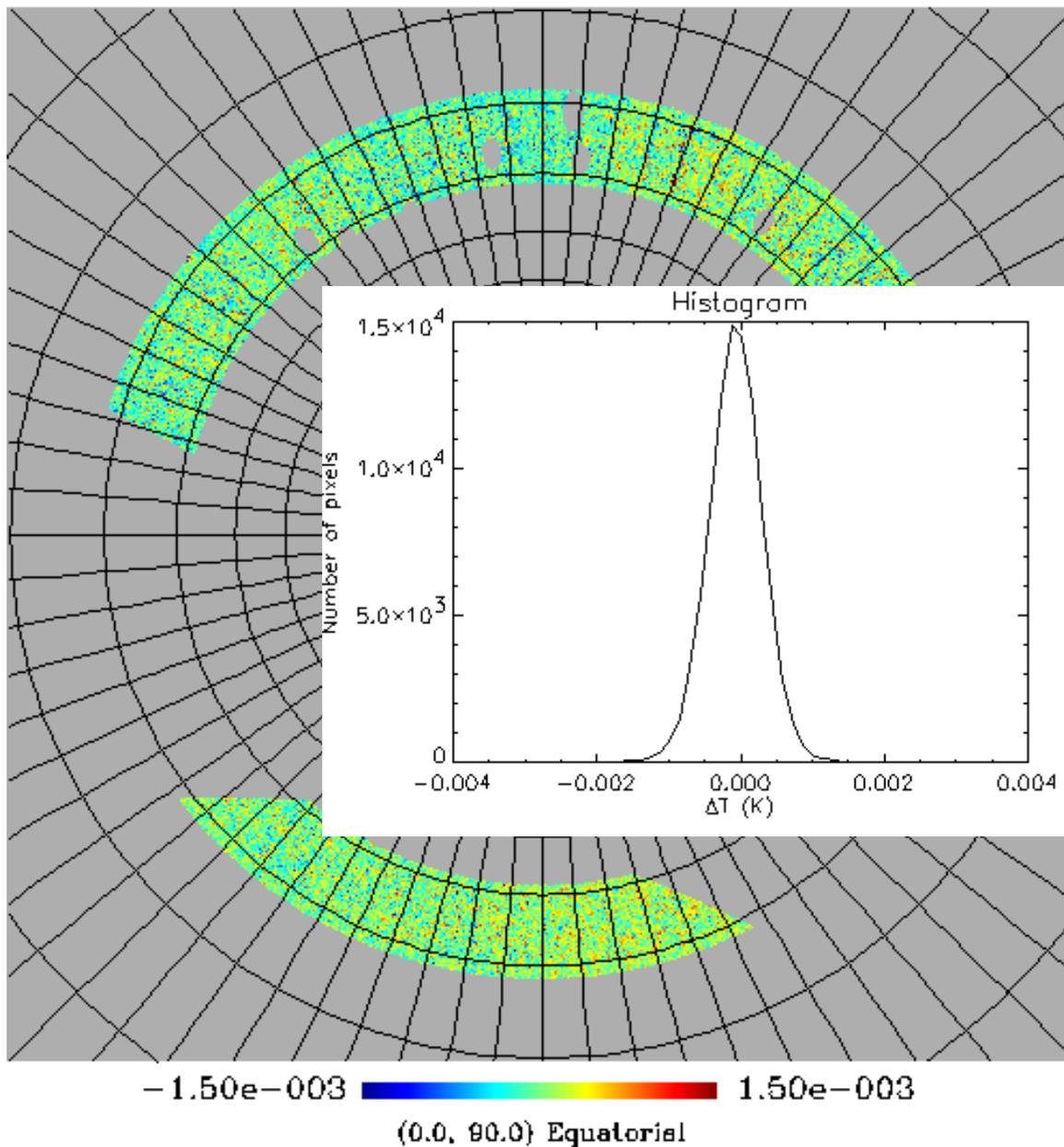


0.00e+000  1.00e+000

(0.0, 90.0) Equatorial



Q band (K) – channel 2



2,98% do céu
(93.755 pixels)



Espectro de potência das flutuações de temperatura da RCFM

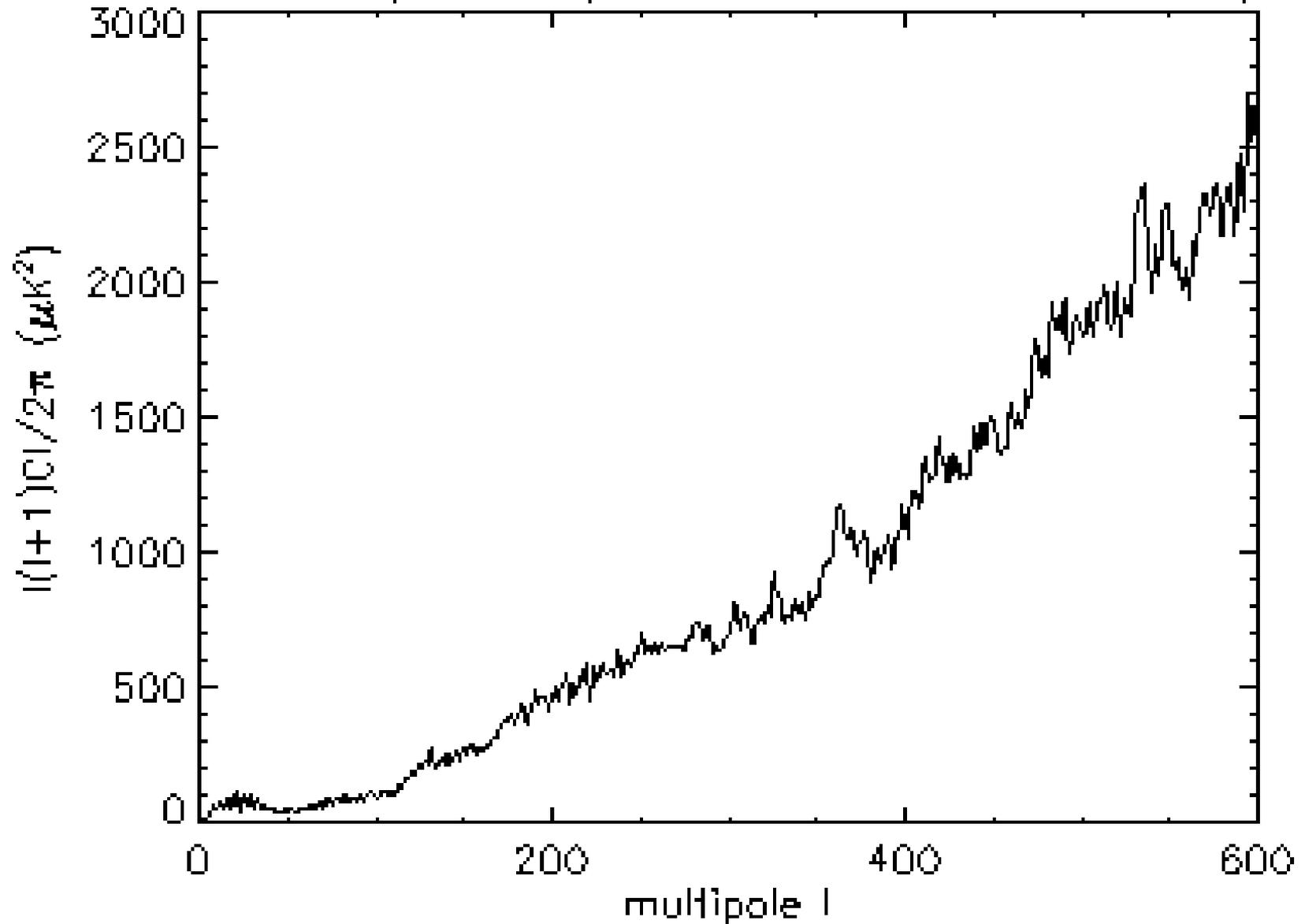
$$\Delta T(\theta, \phi) = \sum_{l=0}^{\infty} \sum_{m=-l}^l a_{lm} Y_{lm}(\theta, \phi)$$

$$C_l = \langle |a_{lm}|^2 \rangle \quad \chi_{2l+1}^2 \Rightarrow \frac{\Delta C_l}{C_l} = \sqrt{\frac{2}{2l+1}}$$

$$l \sim \frac{\pi}{\theta}$$

$$\theta = 23' \Rightarrow l \sim 500$$

Pseudo power spectrum from Q band map





PROBLEMA

1. Região limitada no céu
2. Estratégia de varredura do instrumento
3. Filtragem (e.g. highpass)
4. Convolução com o feixe do instrumento
5. Discretização da esfera celeste (pixels)
6. Ruído

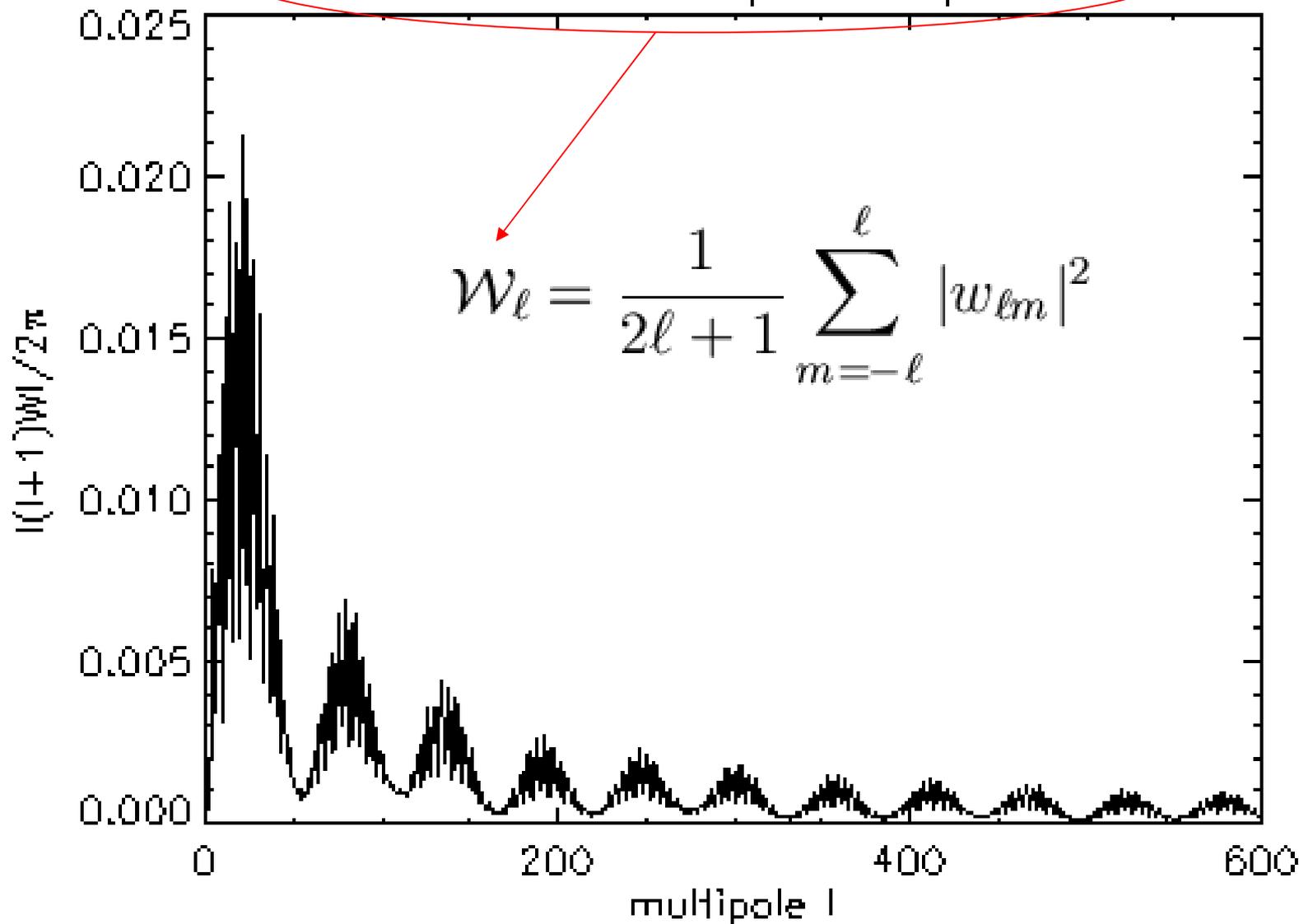
SOLUÇÃO: MASTER!

$$\langle \tilde{C}_\ell \rangle = \sum_{\ell'} M_{\ell\ell'} F_{\ell'} B_{\ell'}^2 P_{\ell'}^2 \langle C_{\ell'} \rangle + \langle \tilde{N}_\ell \rangle$$

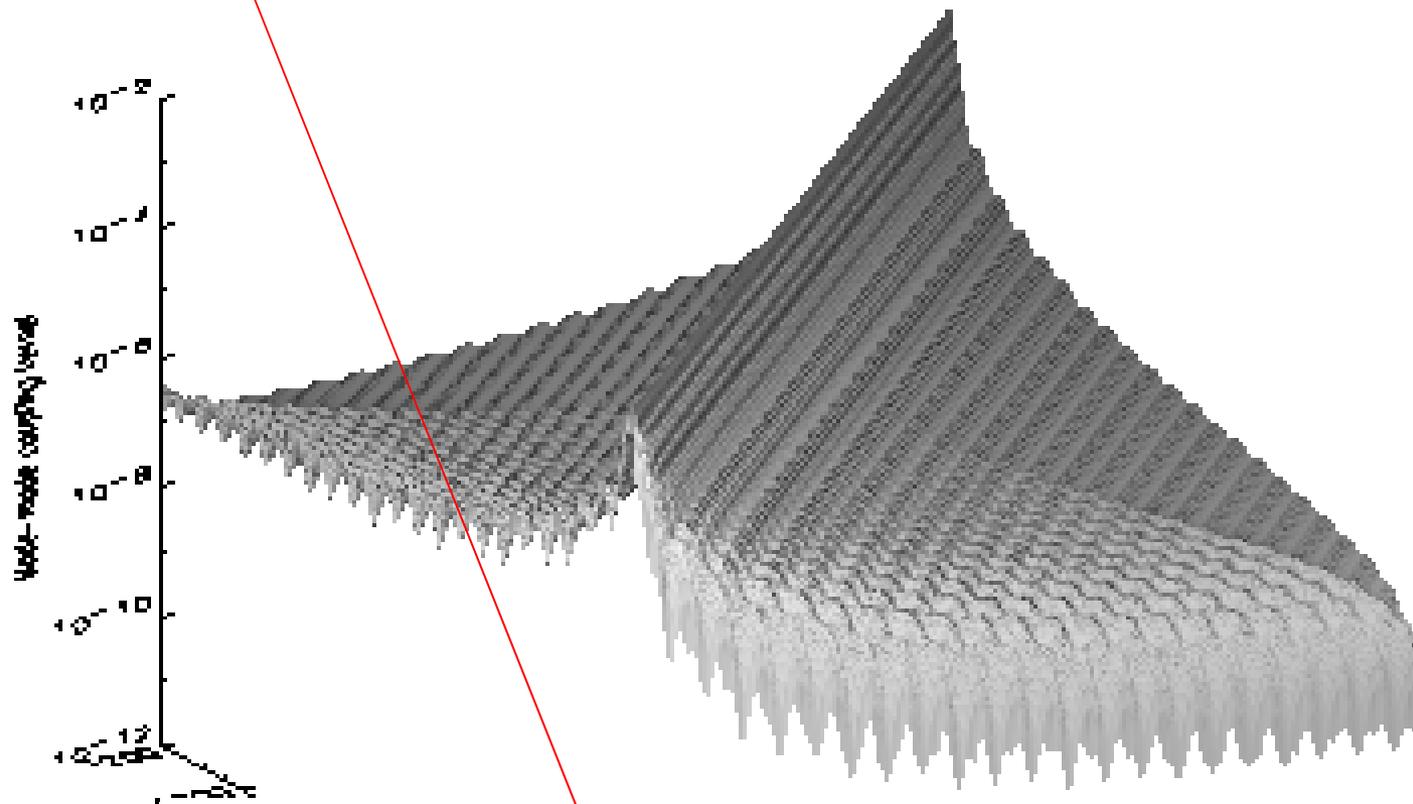


Para estimar o acoplamento entre modos...

Window function power spectrum



$$M_{\ell_1 \ell_2} = \frac{2\ell_2 + 1}{4\pi} \sum_{\ell_3} (2\ell_3 + 1) \mathcal{W}_{\ell_3} \begin{pmatrix} \ell_1 & \ell_2 & \ell_3 \\ 0 & 0 & 0 \end{pmatrix}^2$$

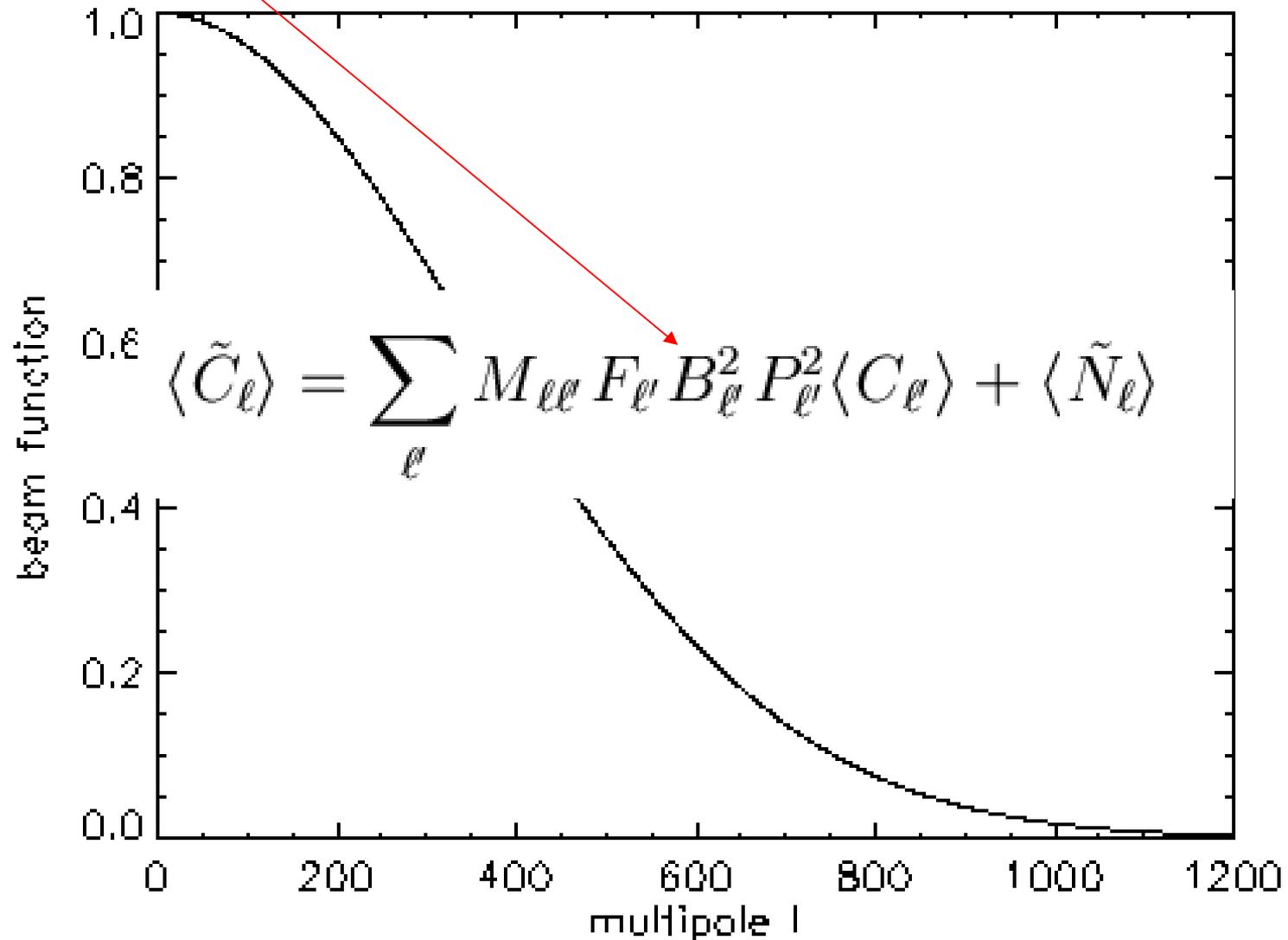


$$\langle \tilde{C}_\ell \rangle = \sum_{\ell} M_{\ell\ell} F_\ell B_\ell^2 P_\ell^2 \langle C_\ell \rangle + \langle \tilde{N}_\ell \rangle$$



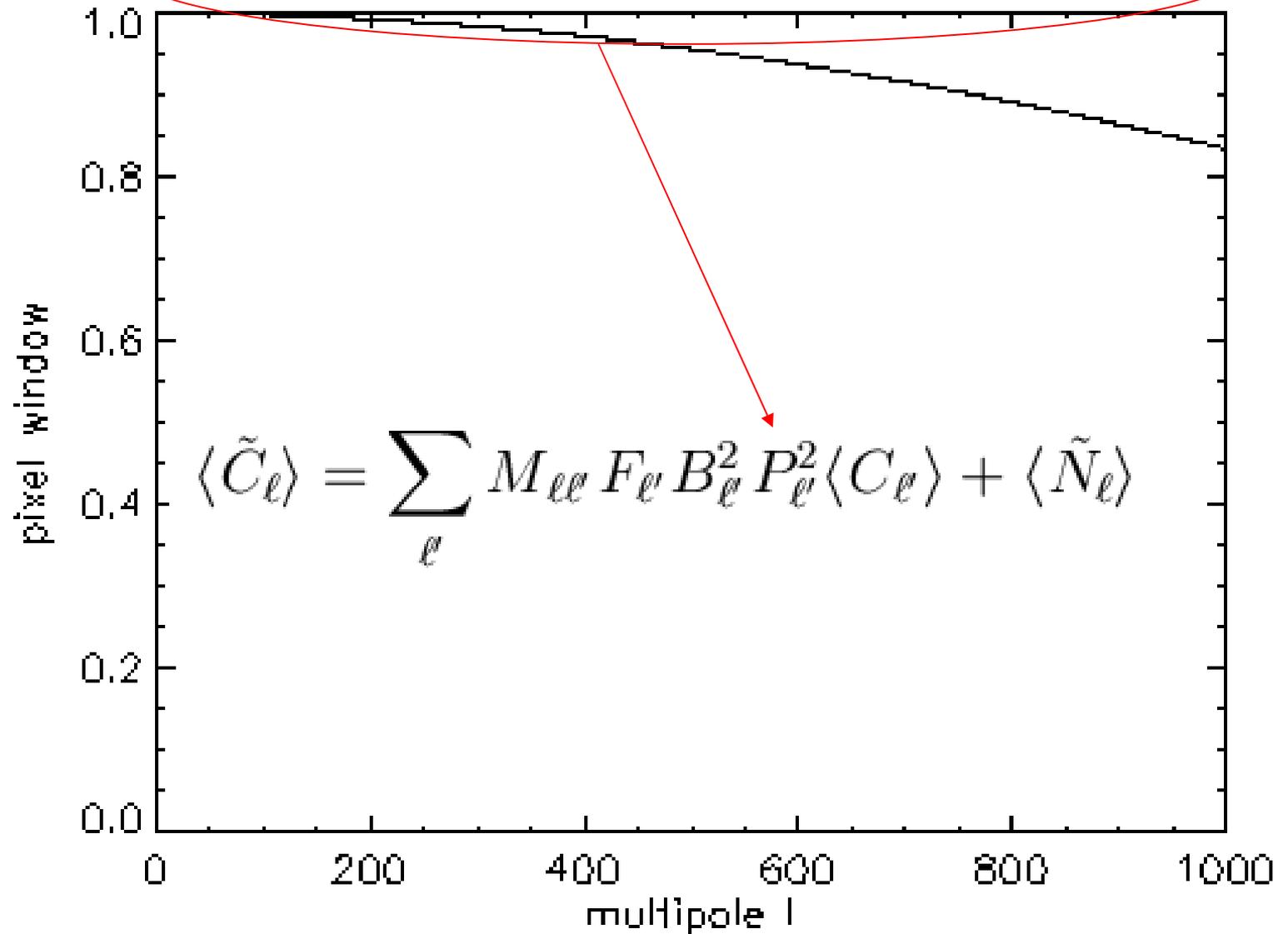
$$B(\ell) = \exp\left(-\frac{\ell(\ell+1)\theta^2}{2}\right), \theta = \frac{\theta_{\text{FWHM}}}{2\sqrt{2\ln(2)}}$$

Gaussian beam function of 23 arcmin FWHM

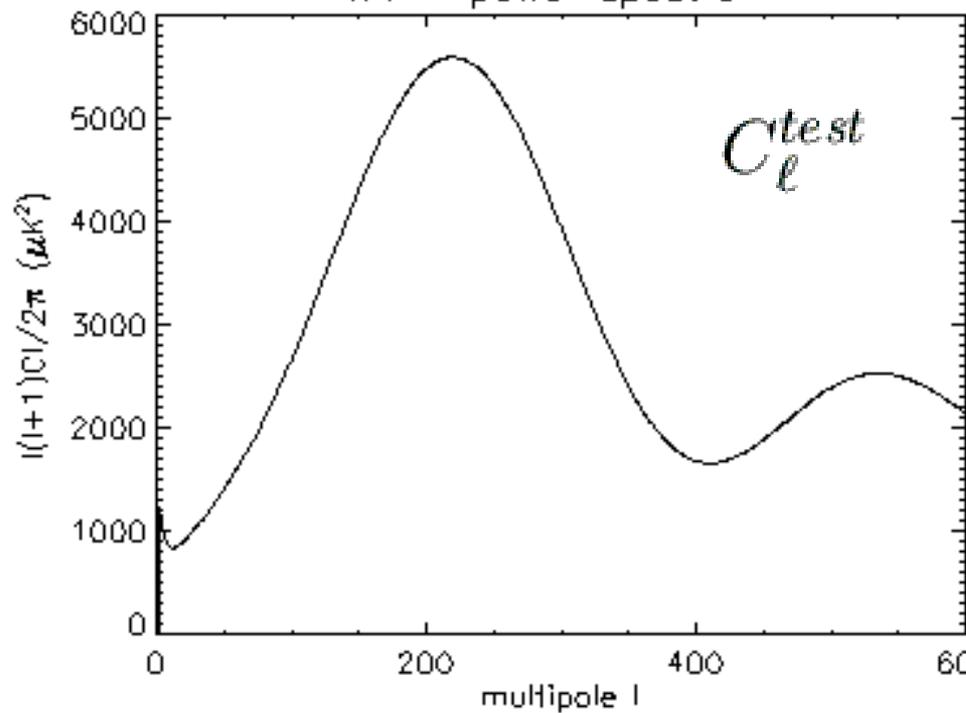




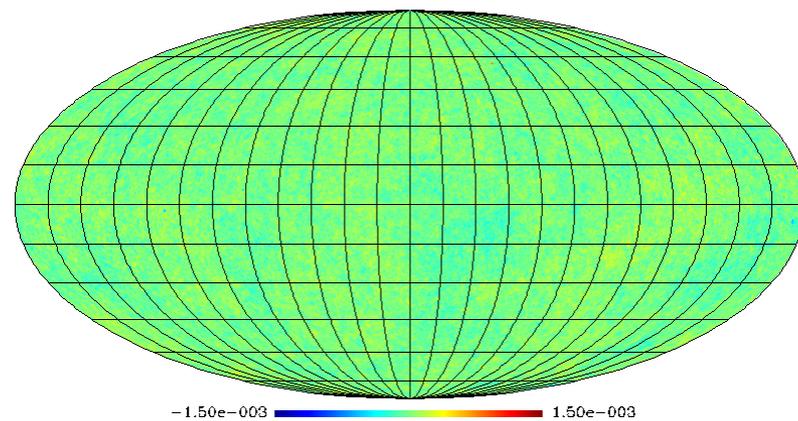
Pixel window – resolution 6.87 arcmin



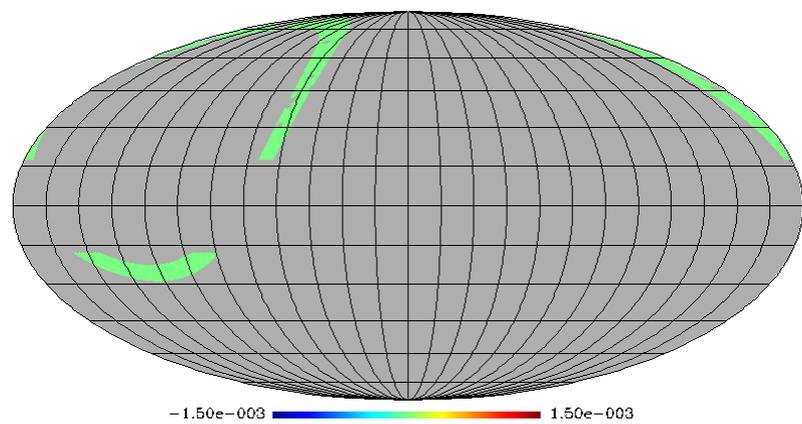
WMAP power spectrum



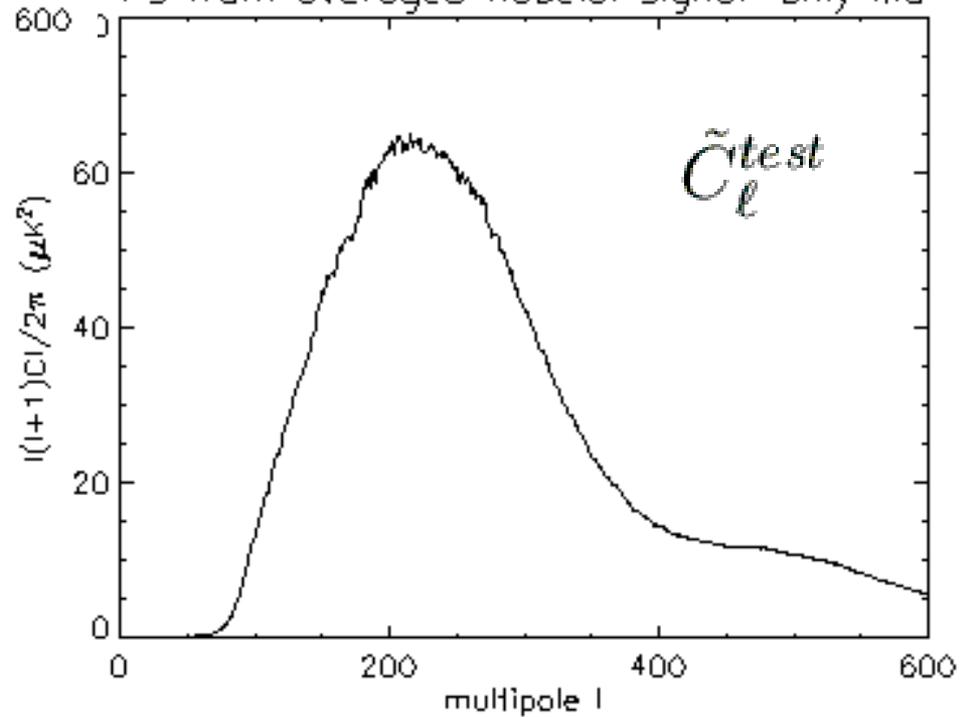
Synfast map



BEASTED map

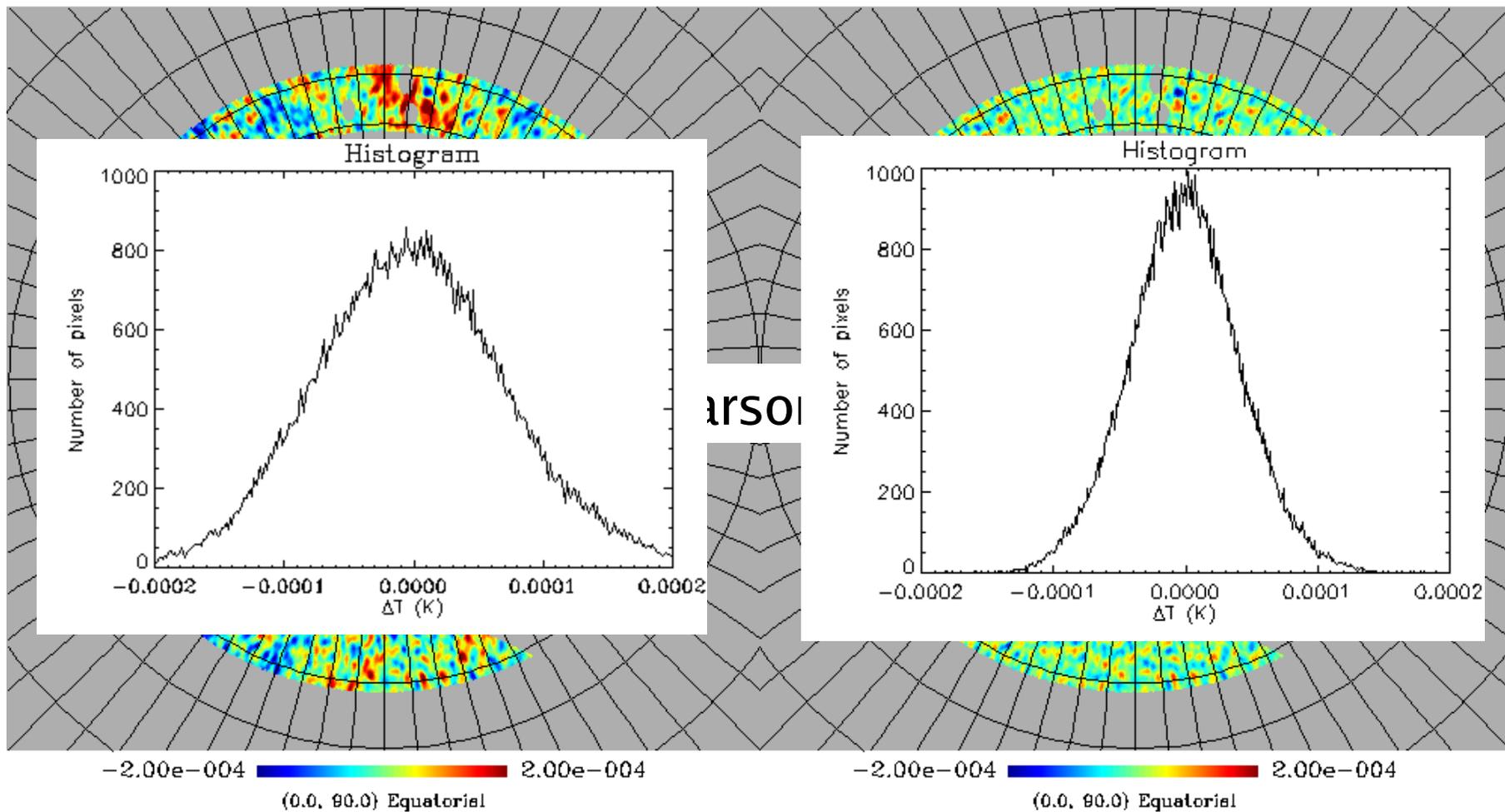


PS from averaged fiducial signal-only MC



Synfast map

Synfast map (BEASTED)



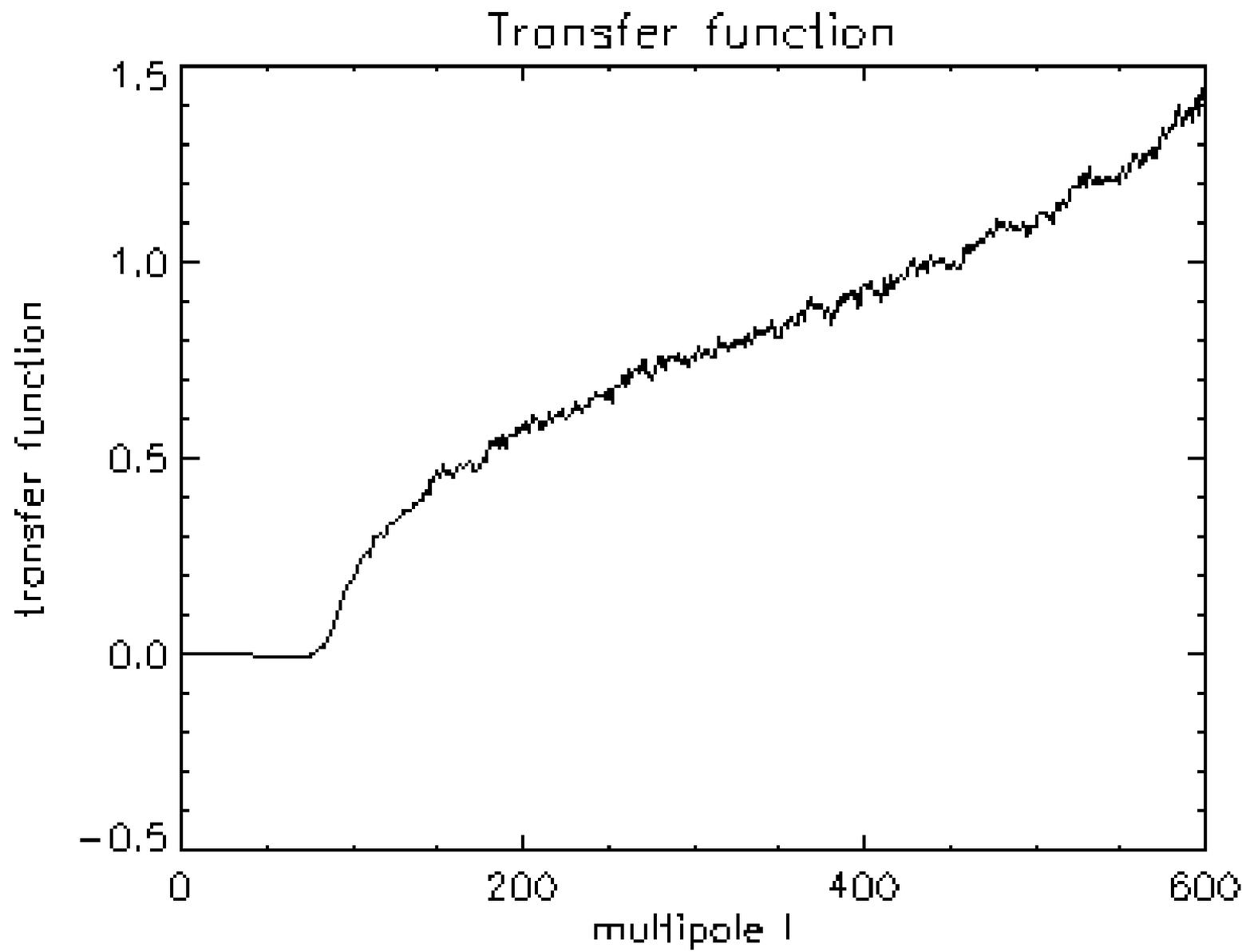


Função de transferência

$$F_\ell = F_\ell^{(0)} + \frac{\langle \tilde{C}_\ell^{test} \rangle_{MC} - \sum_{\ell'} M_{\ell\ell'} F_{\ell'}^{(0)} B_\ell^2 P_\ell^2 C_\ell^{test}}{B_\ell^2 P_\ell^2 C_\ell^{test} f_{\text{sky}}}$$

$$F_\ell^{(0)} = \frac{\langle \tilde{C}_\ell^{test} \rangle_{MC}}{B_\ell^2 P_\ell^2 C_\ell^{test} f_{\text{sky}}}$$

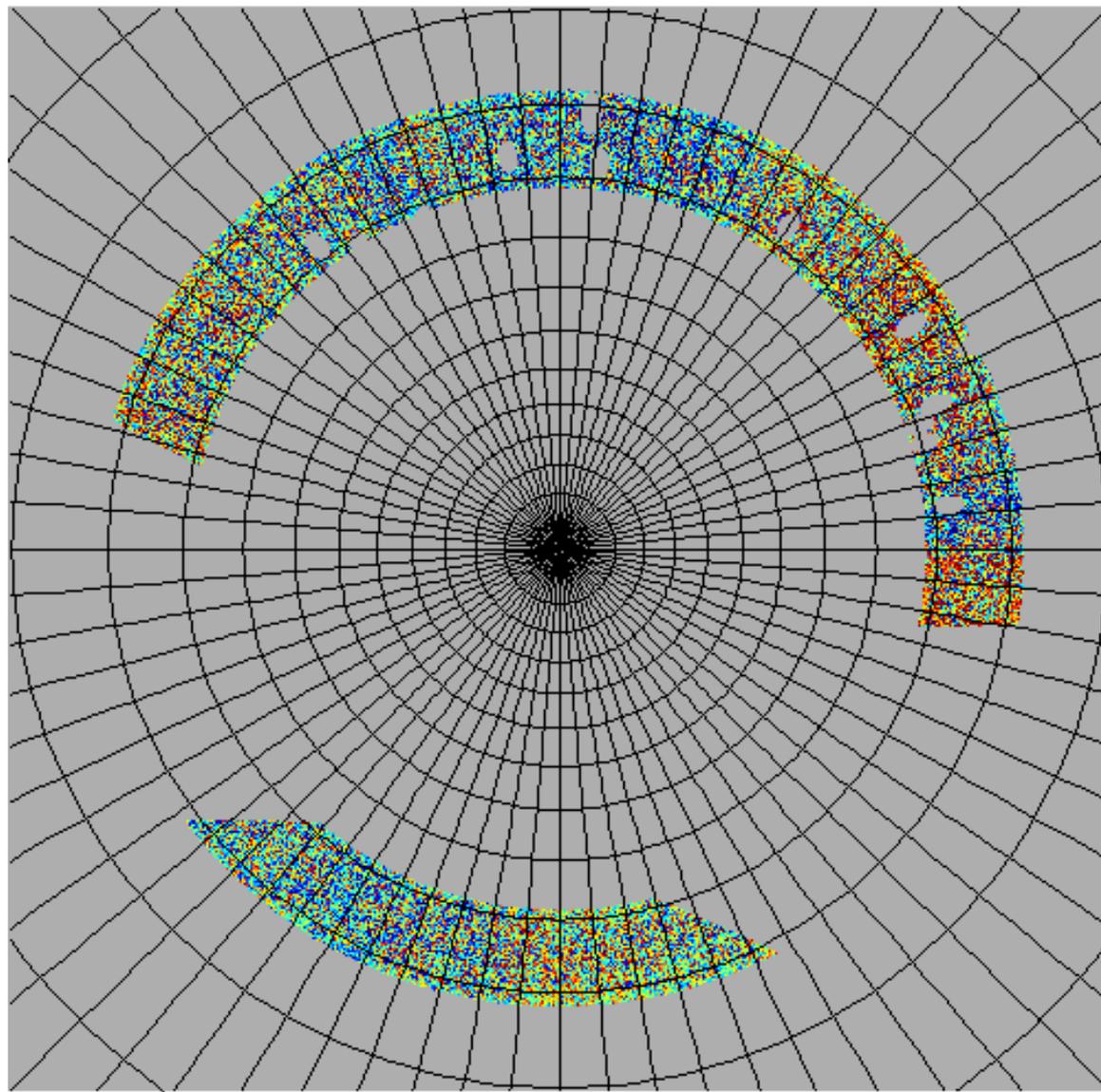
$$\langle \tilde{C}_\ell \rangle = \sum_{\ell'} M_{\ell\ell'} F_{\ell'} B_\ell^2 P_\ell^2 \langle C_{\ell'} \rangle + \langle \tilde{N}_\ell \rangle$$





BEAST noise

Estimativa de ruído



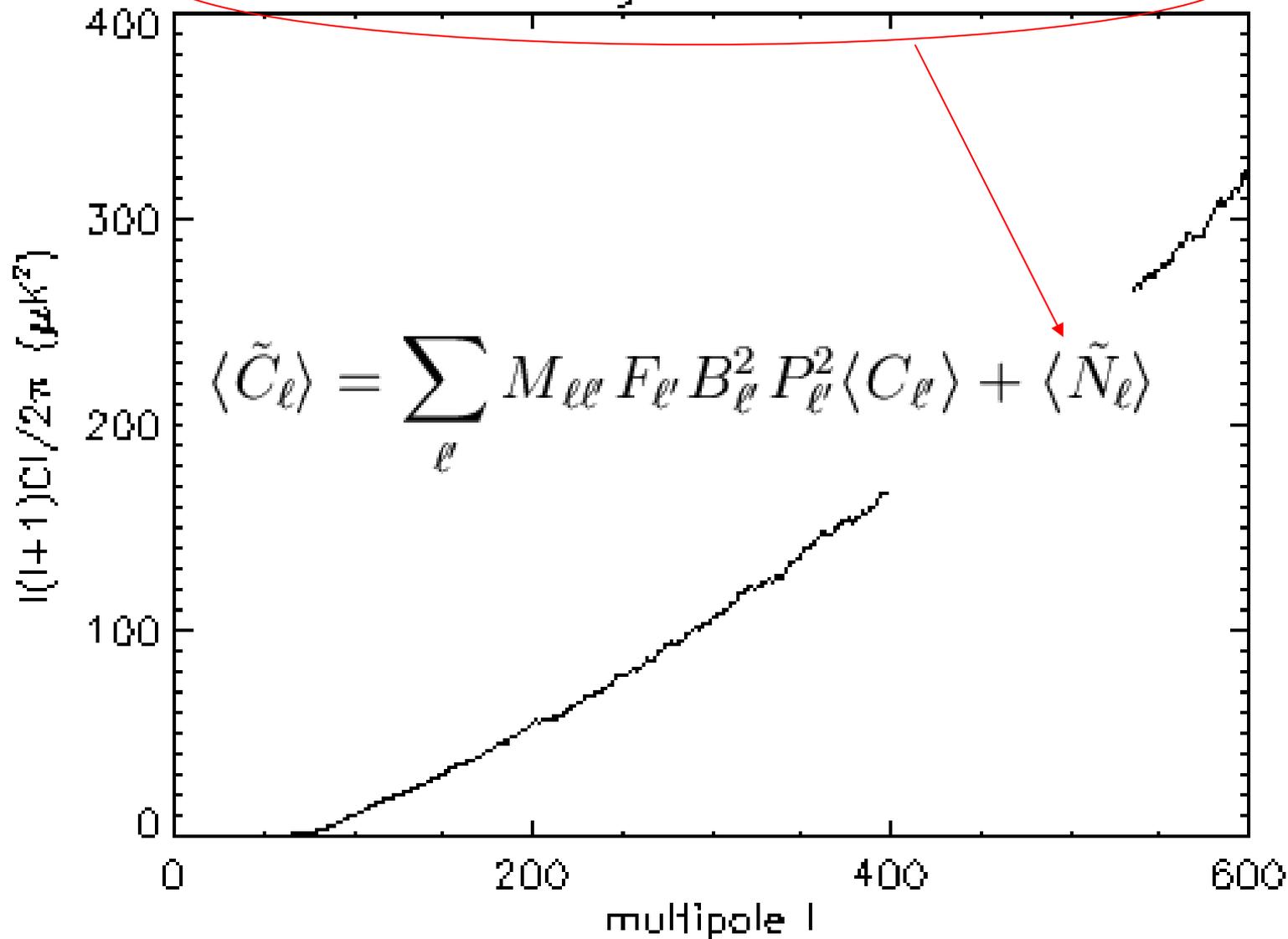
-1.50e-003  1.50e-003

(0.0, 90.0) Equatorial



Estimativa de ruído

PS from averaged BEASTed MC noise





Estimativa de barras de erro

$$\langle C_\ell \rangle = \frac{\ell(\ell + 1)\langle C_\ell \rangle}{2\pi}$$

$$C_{ij} = \langle (C_i - \langle C_i \rangle_{MC})(C_j - \langle C_j \rangle_{MC}) \rangle_{MC}$$

Sinal + ruído

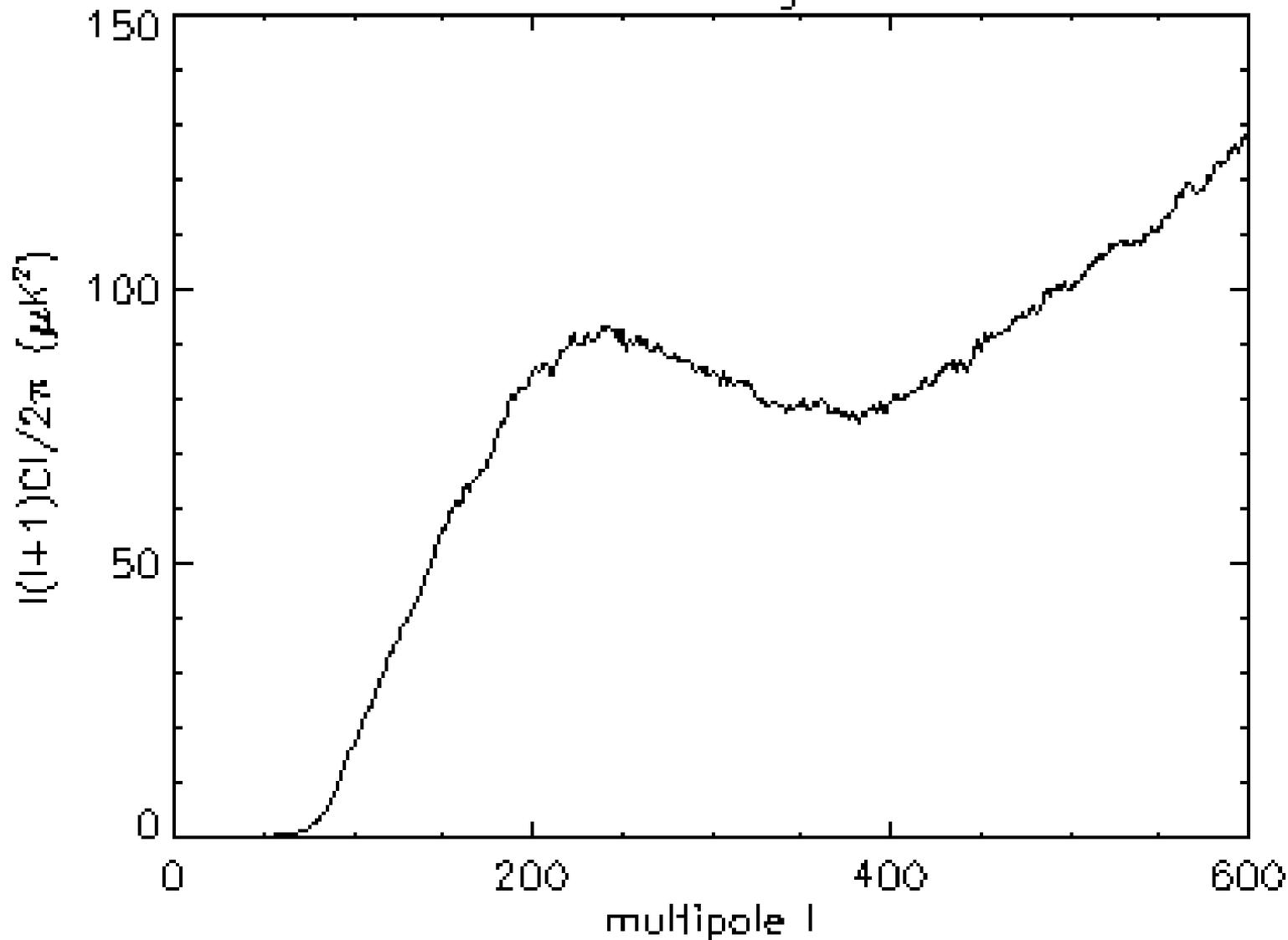
$$\Delta C_\ell = \sqrt{C_{\ell\ell}}$$

$$\langle \tilde{N}_\ell \rangle = \sum_{\ell'} M_{\ell\ell'} F_{\ell'} B_{\ell'}^2 P_{\ell'}^2 \langle N_{\ell'} \rangle$$

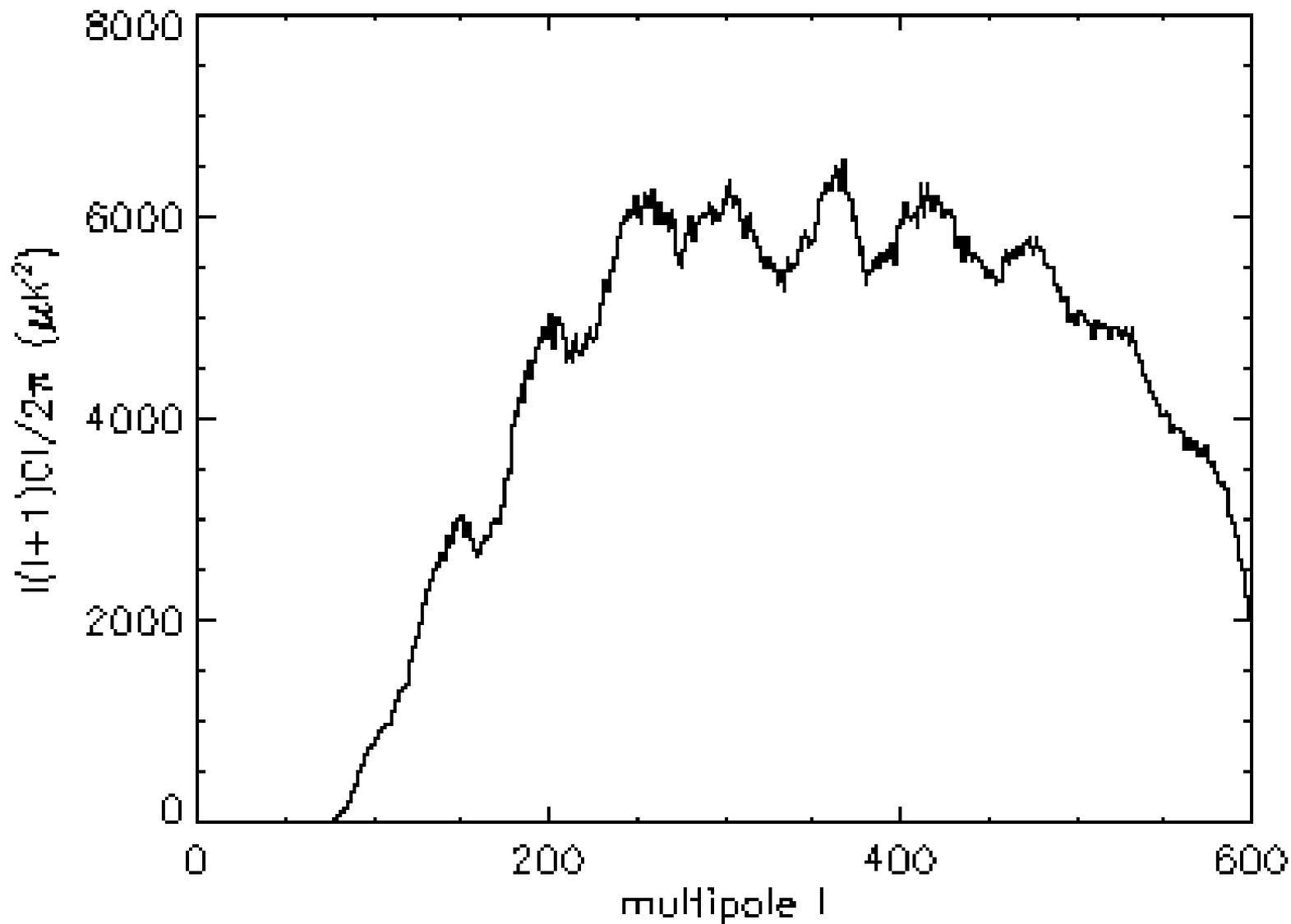


Estimativa de barras de erro

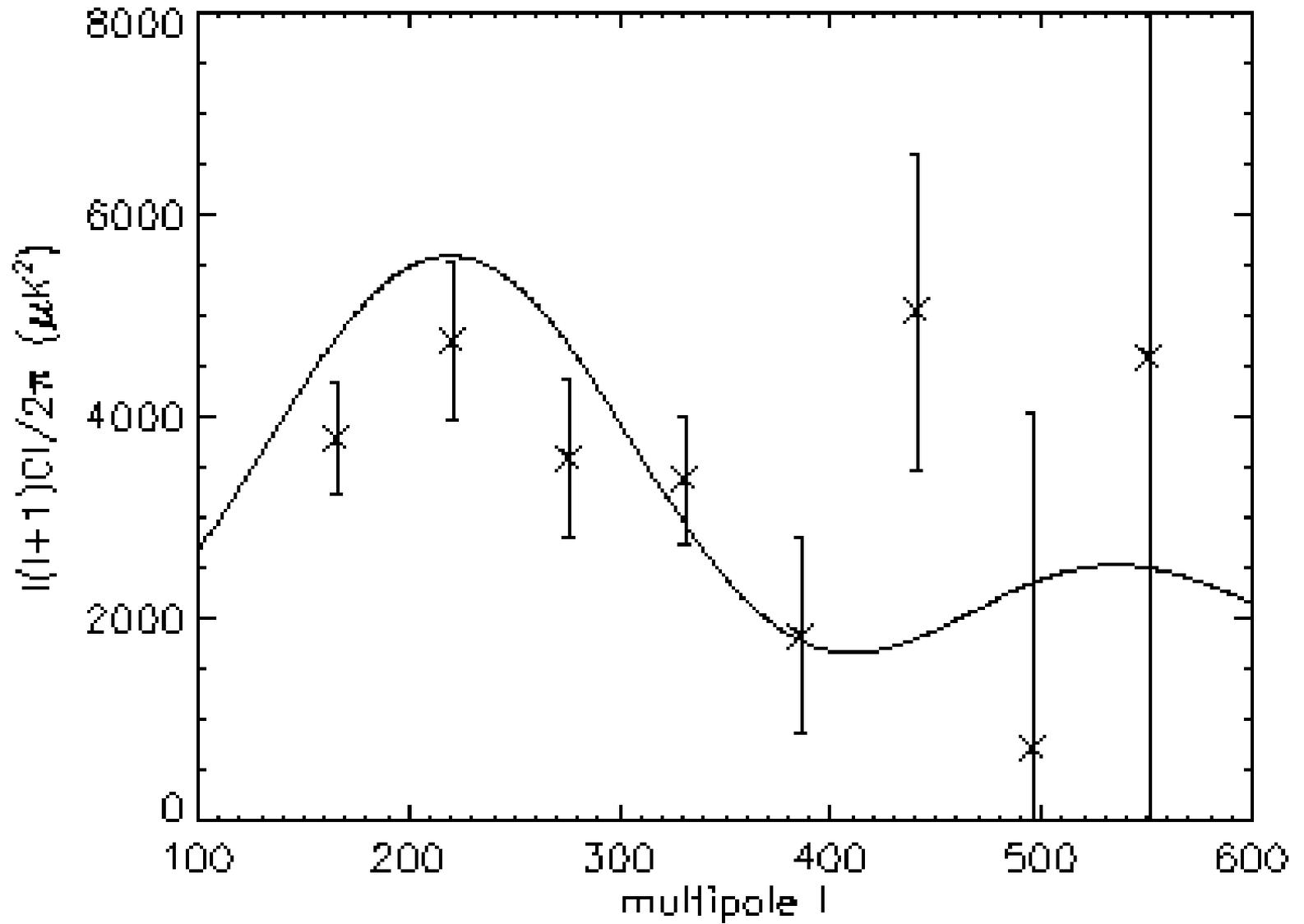
PS from fiducial signal noise MC



PS from BEAST – channel 2

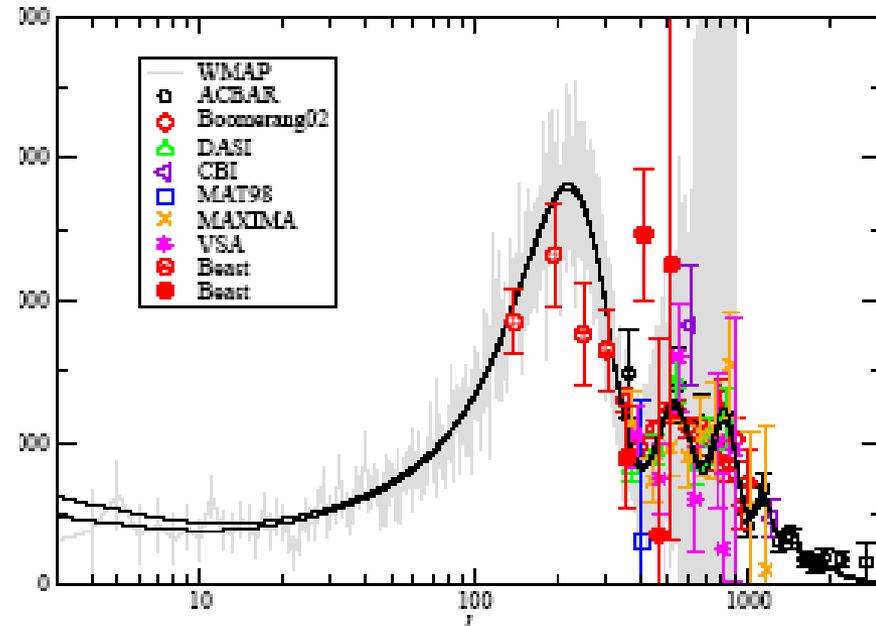
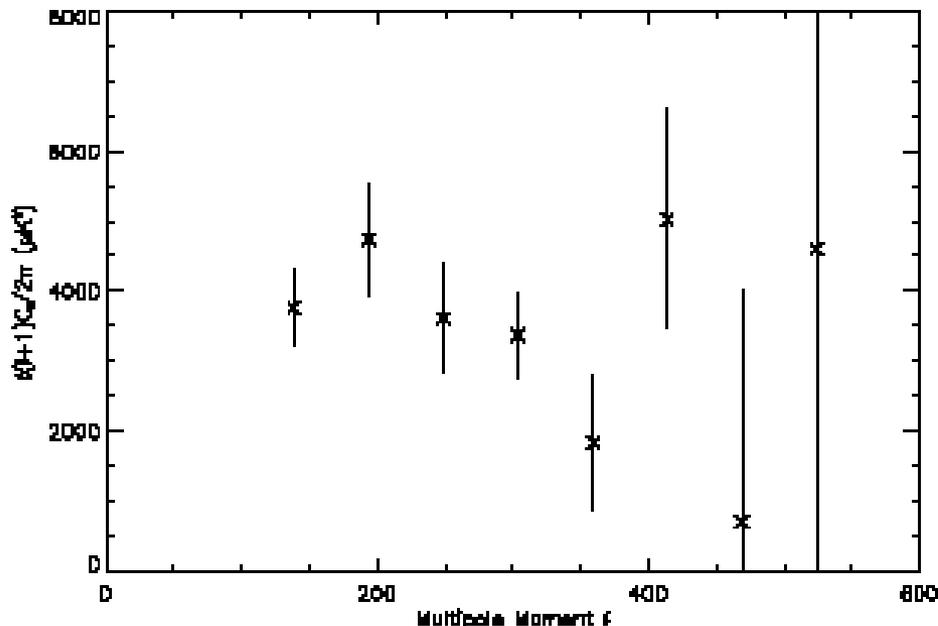


PS from BEAST



Espectro de potência

- 16 -



COSMOLOGICAL PARAMETER ESTIMATES

Parameter	BEAST + Others
Ω_k	-0.014 ± 0.011
$\Omega_{\text{CDM}}h^2$	0.094 ± 0.012
$\Omega_b h^2$	0.024 ± 0.002
h	0.727 ± 0.048
n_s	1.002 ± 0.052
τ	0.154 ± 0.074
Y_p	0.249 ± 0.001

O'Dwyer et al.
(ApJSuppl. 2005 - Colaboração BEAST)



Parâmetros cosmológicos

$$\mathcal{L} = P(C_\ell | \Theta)$$

$$\Theta = (\Omega_m, \Omega_\Lambda, h, \Omega_b h^2, \Lambda) \Rightarrow C_\ell^{theory}$$

e.g. CMBFAST (Seljak e Zaldarriaga 1996)

$$\mathcal{L} = \exp \left(- \sum_{ij} \frac{(C_i^{th} - C_i^{ob}) (C_j^{th} - C_j^{ob})}{2C_{ij}} \right)$$

(e.g. Douspis 2004)



Parameter	BEAST+others
Ω_k	-0.014 ± 0.011
$\Omega_{CDM} h^2$	0.094 ± 0.012
$\Omega_b h^2$	0.024 ± 0.002
h	0.727 ± 0.048
n_s	1.002 ± 0.052
τ	0.154 ± 0.074
Y_p	0.249 ± 0.001

others = WMAP, MAXIMA1, BOOMERanG02, DASI01, VAS01, ACBAR01, CBI

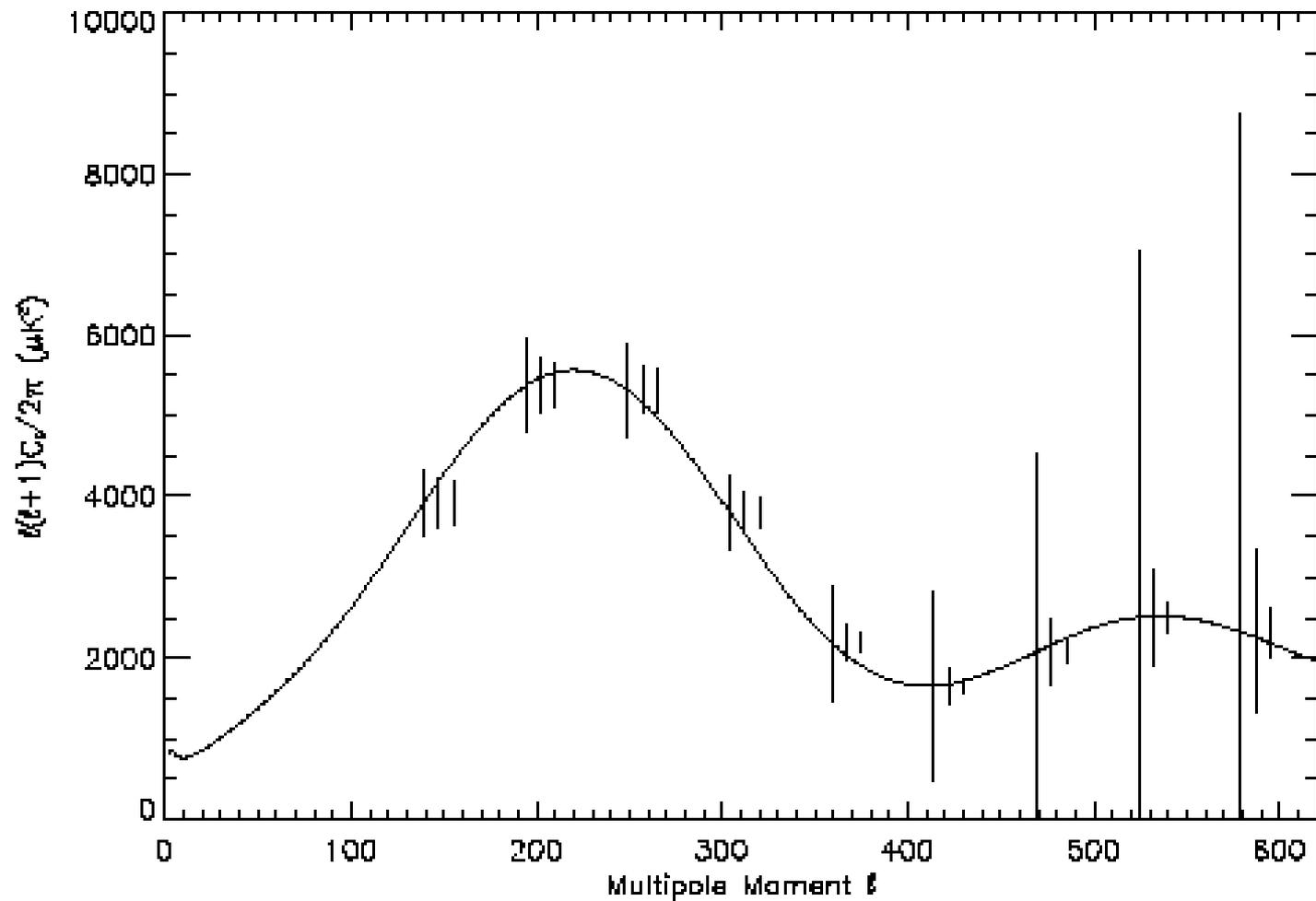


Fig. 7.— We examined the effect on the power spectrum error bars of increasing the quantity of data. 4 and 16 times more data were considered, effectively reducing the noise by factors of 2 and 4 respectively. The original error bars are plotted, followed by the half and quarter noise error bars. The original error bars are centered on the ℓ bin, while the half and quarter noise are offset from the original position for illustrative purposes. In the analysis all of the error bars were calculated at the same ℓ .



FIM!

Série temporal de dados do BEAST

(Arquivos FITS) Exemplo:

cleanmod_lvl1_20010916h19.fits

Tamanho = 86,8 MBytes

Array(250,5925,15)

Universal time = Array(*,*,0)

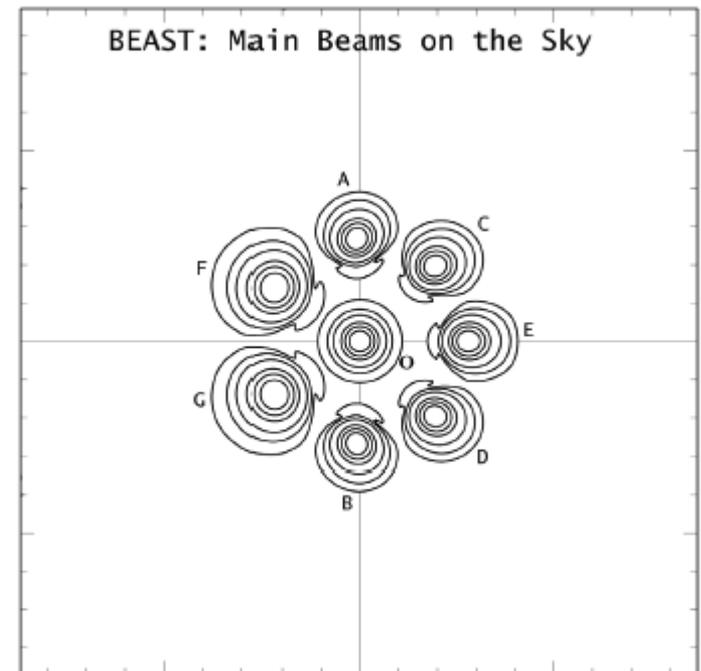
Elevation = Array(*,*,1)

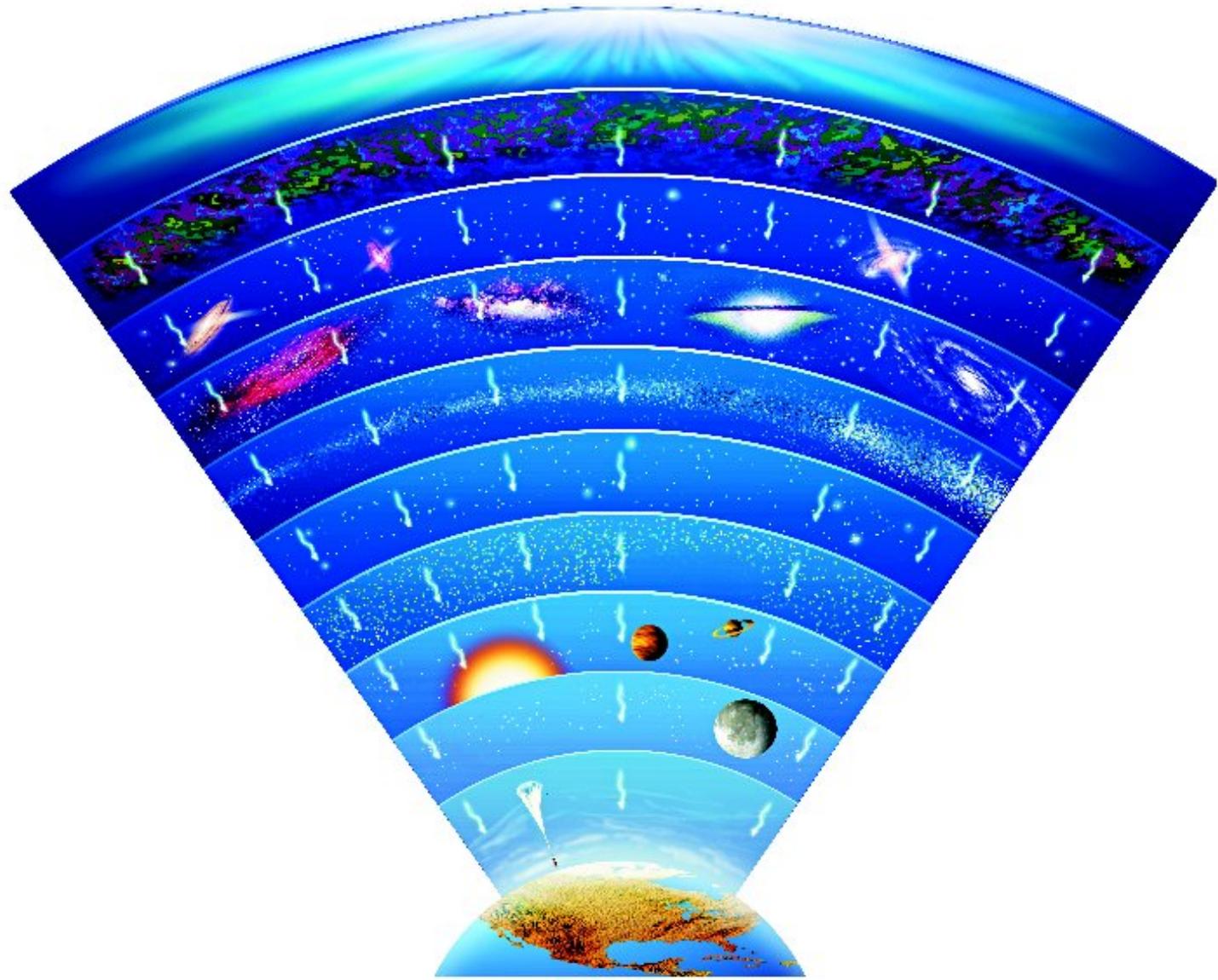
Horn B = Array(*,*,2)

Flag = Array(*,*,8)

Healpix B = Array(*,*,9)

CAL2 = 1.63705 /ch2 cal constants (already applied) K/V







Contatos

➤ Email:

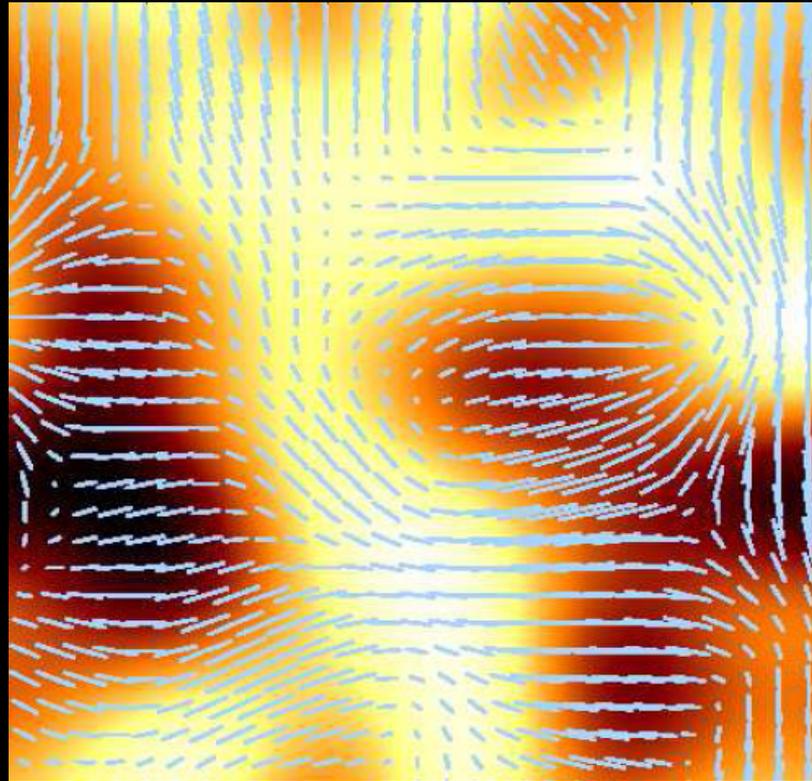
alex@das.inpe.br

➤ Home page:

<http://www.das.inpe.br/~alex>



Polarização da Radiação Cósmica de Fundo: O que, Como e Para quê?



L. Raul Abramo – Instituto de Física – Universidade de São Paulo

(Veja também Poster III-2 de Henrique S. Xavier)



- Informação na Polarização que **não está** também na Temperatura da RCF

1. Evidência direta de **ondas gravitacionais inflacionárias**

→ modo **B**. Se $r > 0.01$, detecção via polarização será possível

2. **Reionização** e formação estelar

→ largas escalas angulares, $\theta > \sim 180/z_{\text{reio}} \sim 7^\circ$ (só modo **E**)

3. **Quadupolo da RCF** na época em que ela atravessou aglomerado

→ $a_{22}(z_{\text{agl}})$ (só modo **E**)

(Kamionkowski & Loeb, PRL 1997)

4. Evidência de **campos magnéticos cósmicos**

→ polarização circular, **V**

5. Mistura de modos E e B por **weak lensing** (quebra de paridade)

→ limites nas **massas dos neutrinos**

(Kaplighat et al., PRL 2003)



- Informação redundante na Polarização (cross-checks)

1. Parâmetros cosmológicos usuais (H , Ω_m , Ω_b , w_{DE} , ...)

2. Isocurvatura

3. Topologia cósmica (“circles in the sky” + direções) (Riazuelo et al. 2006)



- Foregrounds

1. Weak lensing

2. Reionização inhomogênea

3. Galáxia (modos E e B). Espectro desconhecido - ver apres. de Thyrso Villela

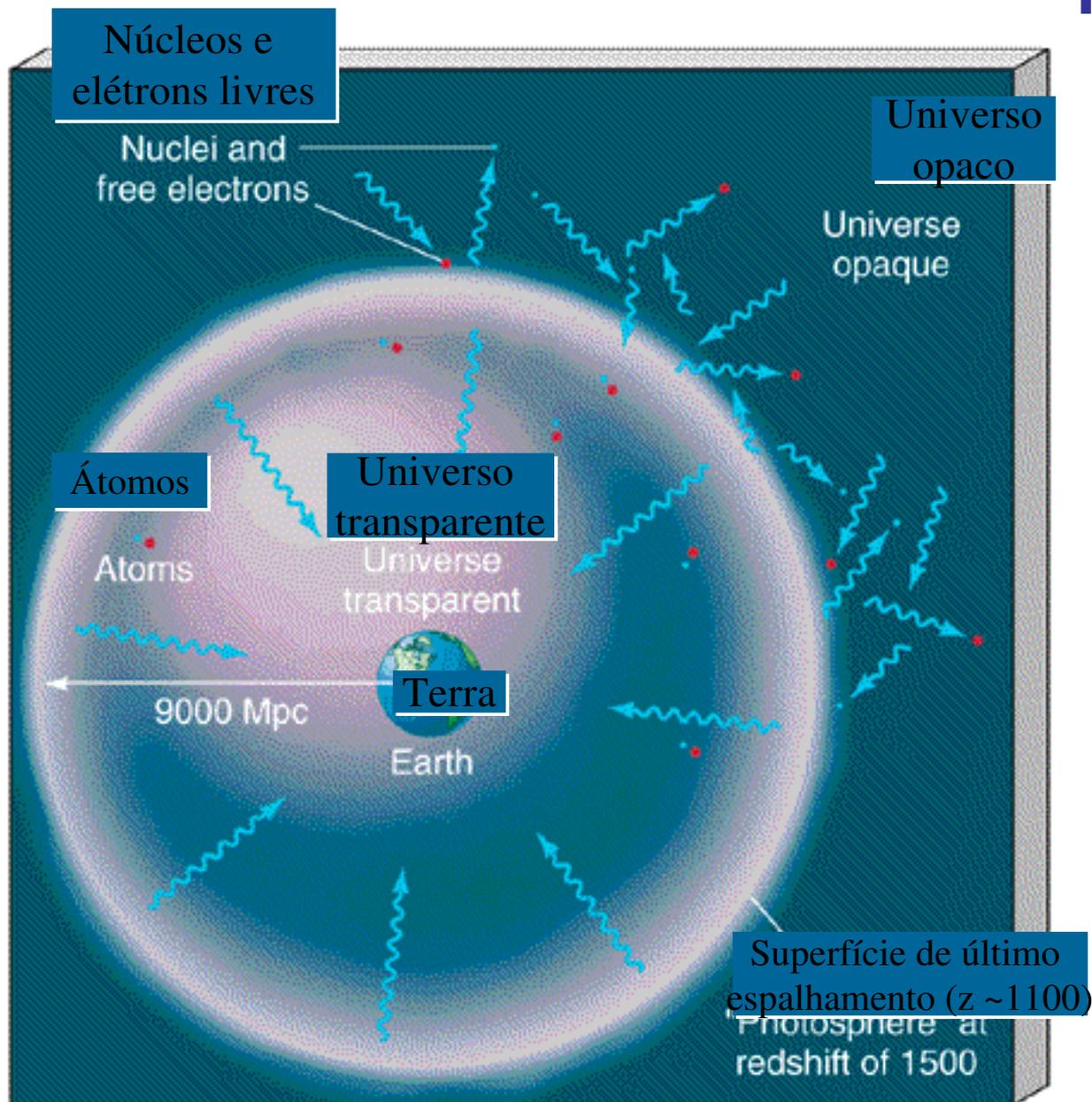
4. Campos magnéticos (?)

5. ???



“It’s the Polarization, stupid!”

O efeito de dipolo



O efeito de dipolo

Radiação Isotrópica

Desvio para o vermelho

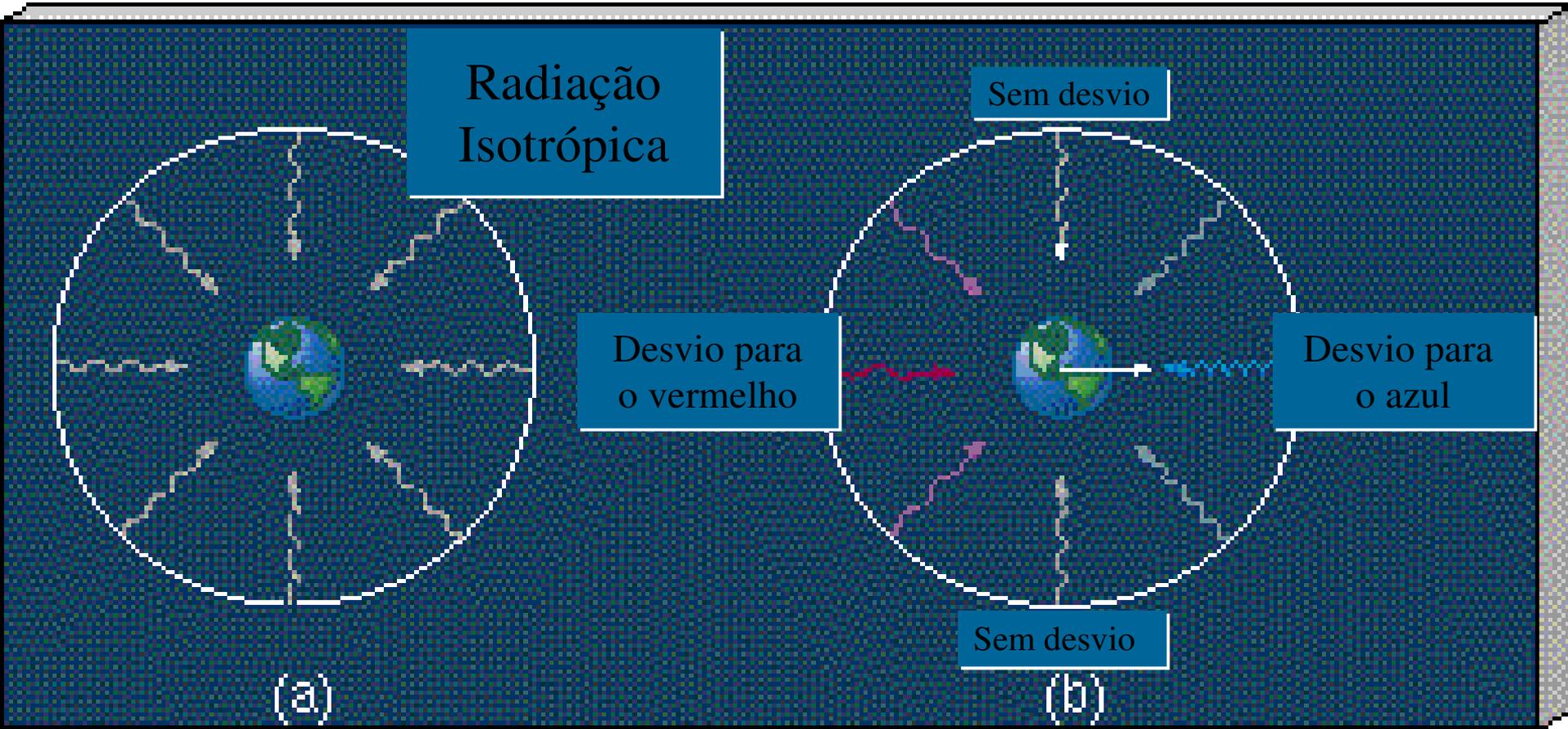
Sem desvio

Desvio para o azul

Sem desvio

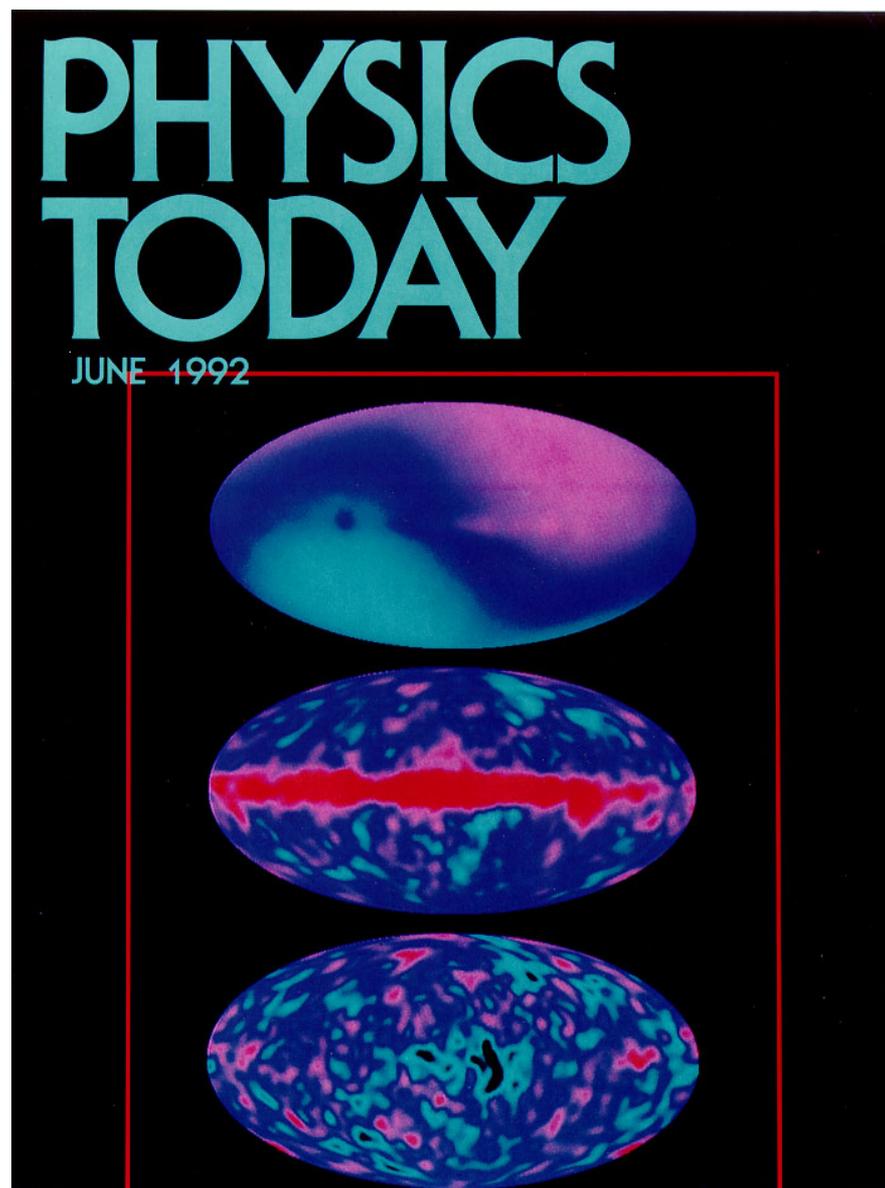
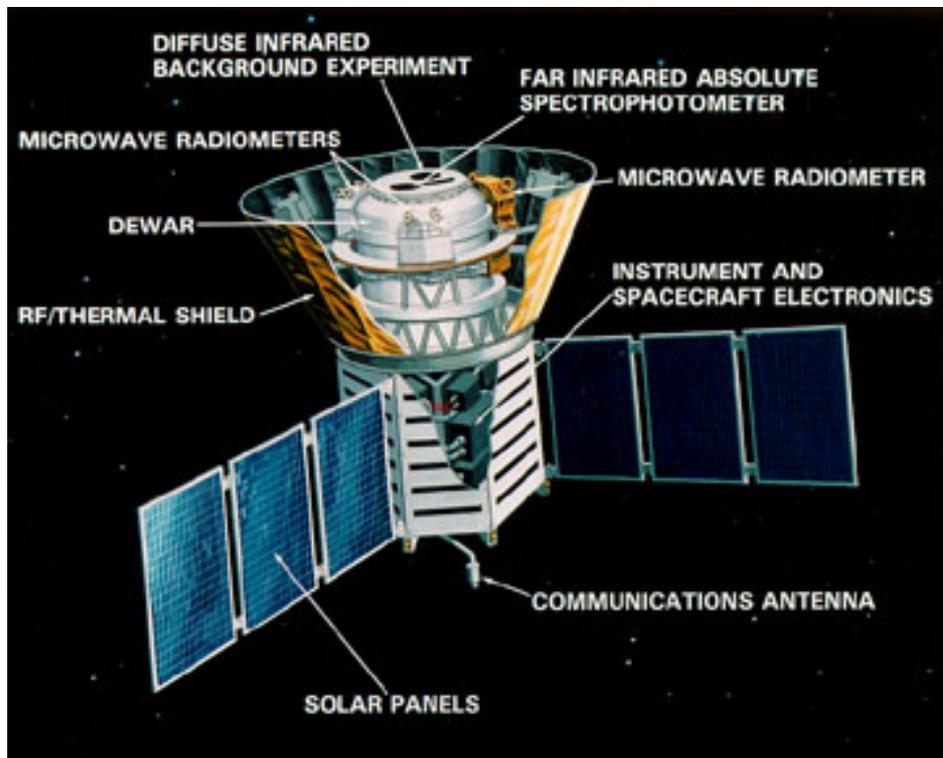
(a)

(b)

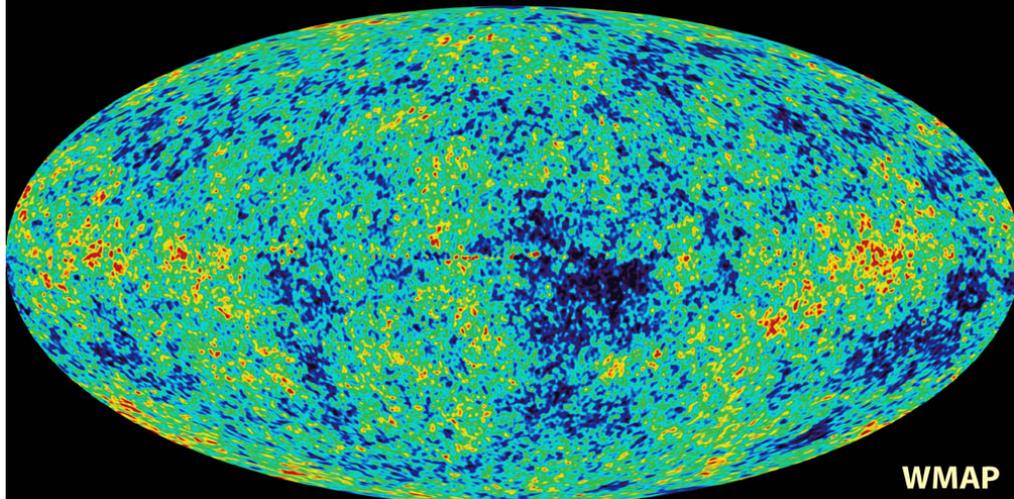
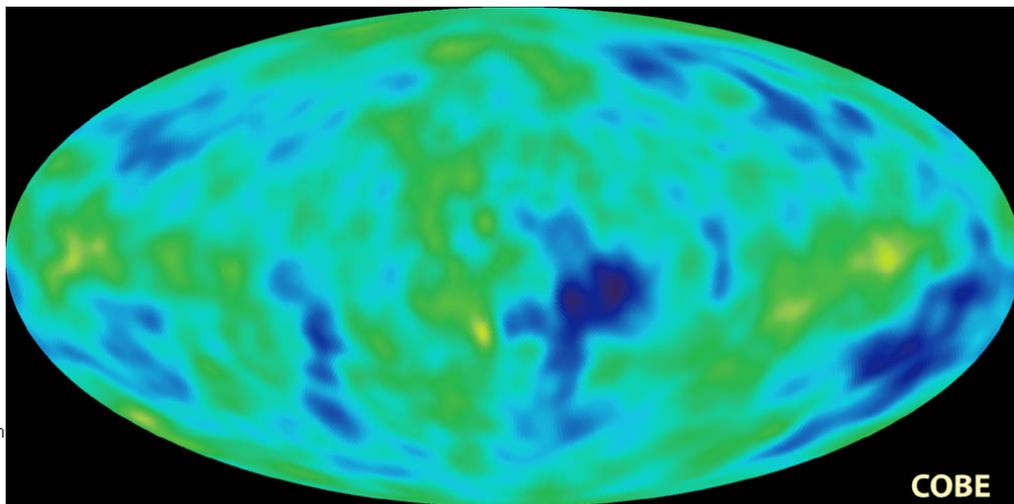
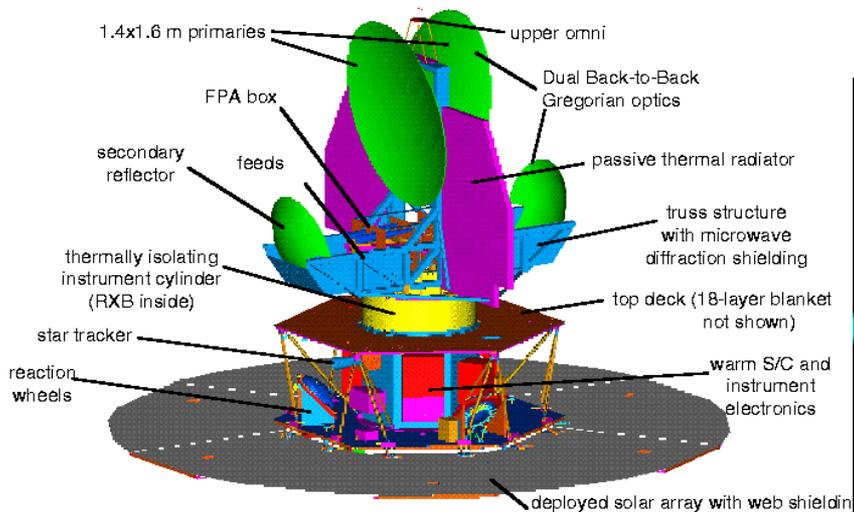




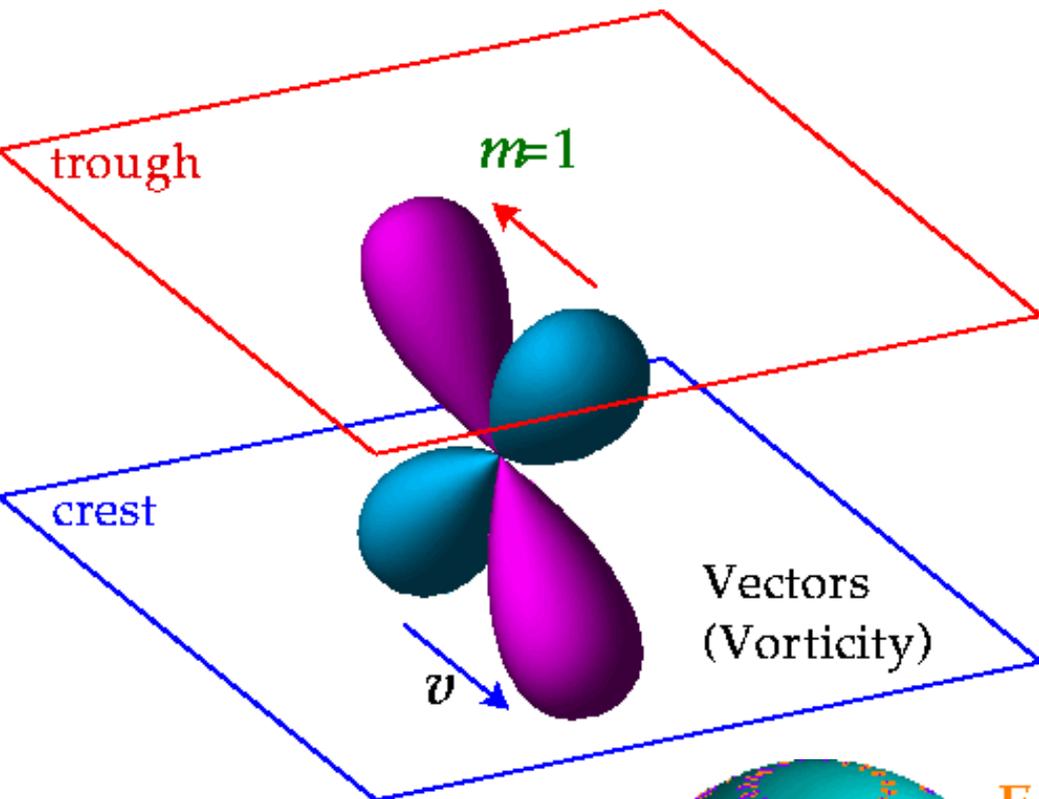
Resultados do satélite COBE



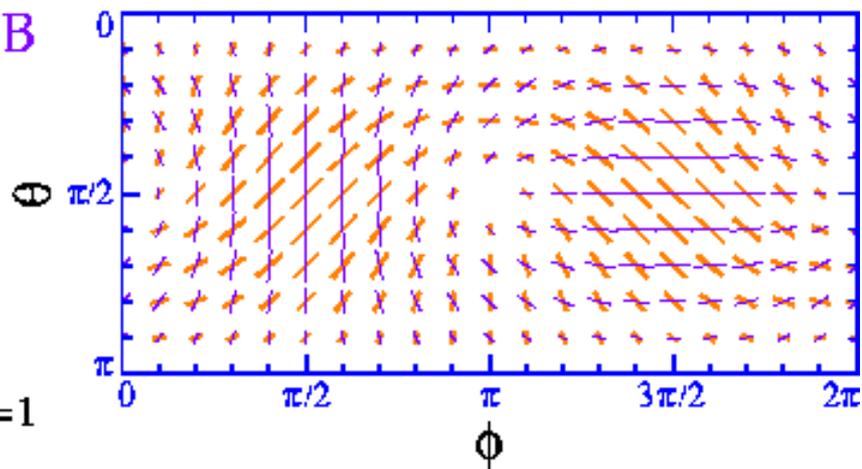
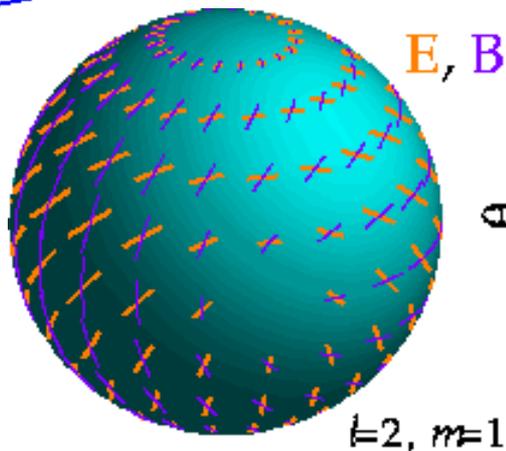
Resultados do satélite WMAP



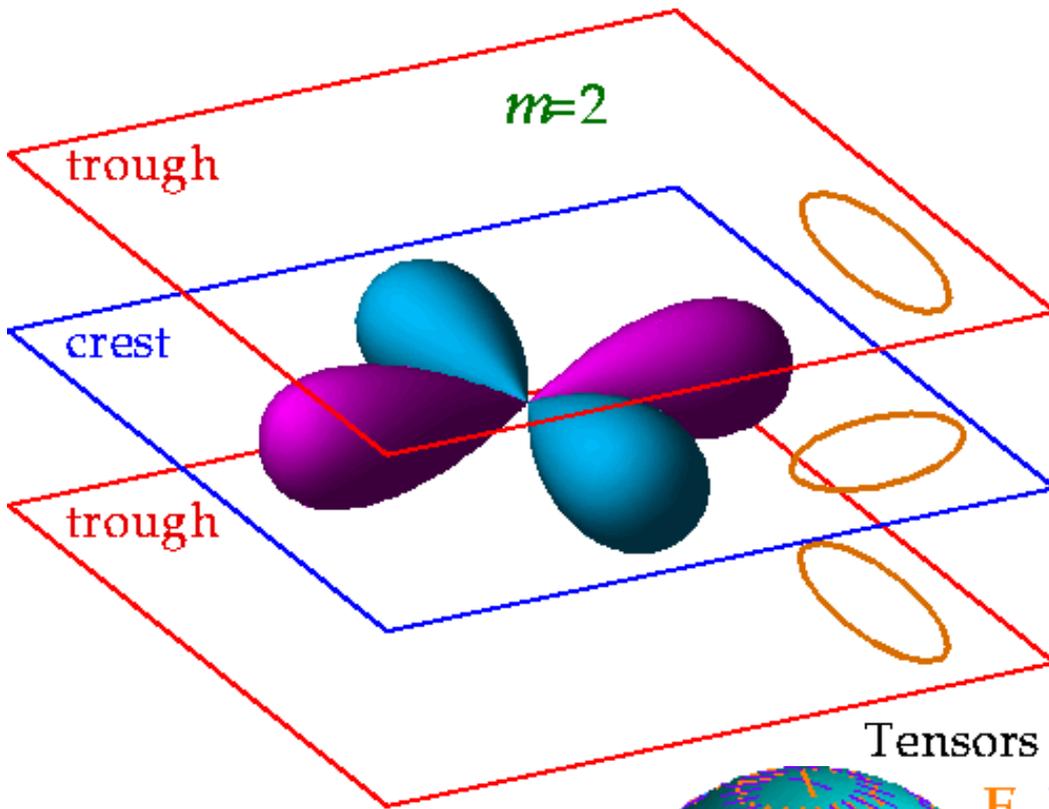
Perturbação vetorial



➤ $L=2, m=\pm 1$



Perturbação tensorial



➤ $L=2, m=\pm 2$

Tensors

