



Projeto de Graduação

# RADIOESPECTROS CONTÍNUOS DE FONTES DISCRETAS

Por Naelton Mendes de Araujo

Orientadora: Dra. Heloísa M. Boechat Roberty

Observatório do Valongo - CCMN/UFRJ

1992

"... o Senhor respondeu a Jó dum redemoinho, dizendo: ...

... Onde estavas tu, quando Eu lançava os fundamentos da Terra ?

Quem lhe fixou as medidas, se é que sabes ?

Ou quem lhe assentou a pedra de esquina,

QUANDO JUNTAS CANTAVAM AS ESTRELAS DA ALVA e todos os filhos de Deus bradavam de jubilo ? ...

... Podes atar as cadeias das Pleíades, ou soltar os atilhos do Orion?

Ou fazer sair as constelações a seu tempo e guiar a Ursa com seus filhos?

Sabes tu as ORDENANÇAS DOS CÉUS, ou podes estabelecer o seu domínio sobre a Terra? ..."

Livro de Jó cap.38 versos 4-7 e 31-33.

Dedico este trabalho aos meus pais,  
Newton e Lúcia,  
os principais responsáveis por eu ter chegado até aqui.  
Muito Obrigado!



## SUMÁRIO:

1. INTRODUÇÃO : ESPECTROS NA RADIOASTRONOMIA.
2. FUNDAMENTOS DE RADIOTELESCÓPIOS:
  - 2.1. Figura de Radiação
  - 2.2. O Feixe Principal
  - 2.3. A Abertura Efetiva
  - 2.4. A Potência Espectral e Brilhância
  - 2.5. A Medida da Densidade de Fluxo
  - 2.6. A Temperatura de Antena e A Sensibilidade
3. PRINCIPAIS MECANISMOS DE RADIOEMIÇÃO NO CONTÍNUO.
  - 3.1. Térmicos: Corpo Negro & Gases Ionizados.
  - 3.2. Não-Térmicos: Síncrotron.
4. CLASSIFICAÇÃO DE ESPECTROS.
  - 4.1. Tipo *T* ( *Thermal* ).
  - 4.2. Tipo *S* ( *Straight* ).
  - 4.3. Tipo *C* ( *Curved* ).
  - 4.4. Tipo *X* ou *CPX* ( *Complex* ).
5. OBSERVAÇÕES FEITAS NO RADIOTELESCÓPIO DO INPE.
  - 5.1. Objetivos.
  - 5.2. Descrição do Equipamento
  - 5.3. Interpretação do Espectro Solar
  - 5.4. Obtenção e Tratamento dos Dados.
  - 5.5. Análise dos Resultados.
6. CONCLUSÕES:
7. APÊNDICE :
8. REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS.



## RESUMO:

Podemos dividir o presente trabalho em três partes principais. Primeiramente temos um breve "review" sobre radioastronomia dando base a interpretação de radioespectros contínuos, incluindo fundamentos de radiotelescópios e processos de radioemissão.

Em segundo lugar temos um esboço de classificação morfológica dos espectros de radiofontes celestes.

Por fim exemplificamos o processo de obtenção de radioespectros através do uso do radioespectrógrafo solar do INPE para observar o "background" solar do dia 27/06/92. Todas as etapas de tratamento de dados foram descritas minuciosamente.

*Palavras-Chave:* Radioastronomia, Radioespectros Contínuos, Radioastronomia Solar, Sol

## 1. INTRODUÇÃO : ESPECTROS NA RADIOASTRONOMIA.

A maneira pela qual a intensidade de radiação proveniente de uma fonte comporta-se em função da frequência pode ser visualizada por um gráfico denominado *espectro em frequência*. Esta poderosa "ferramenta" tem um papel fundamental na compreensão dos aspectos íntimos dos astros, principalmente na descrição dos processos de radioemissão. A Radioastronomia utiliza uma faixa do espectro eletromagnético que compreende frequências de  $1.5 \times 10^7$  Hz ( $\lambda \cong 20$  m) a  $3.0 \times 10^{11}$  Hz ( $\lambda \cong 1$  mm) aproximadamente. Esta é a chamada *Janela Rádio* determinada por limitações atmosféricas (absorção e reflexão). Dependendo da natureza da emissão e da faixa varrida em frequência, poderemos classificar uma grande variedade de radioespectros sob diversos critérios. No caso deste trabalho o objetivo é trabalhar com a obtenção e a forma de espectros contínuos. Espectros contínuos se manifestarão por curvas razoavelmente suaves, isto é, sem linhas de emissão.

Uma forma comum de se obter um espectro é combinar observações independentes feitas por instrumentos distintos em diversos intervalos de frequência. É importante notar que este método falha quando a radiofonte apresenta grande taxa de variação de intensidade no tempo. Para este tipo de fonte deveríamos utilizar medidas simultâneas de densidade de fluxo em um ampla faixa de frequências, o que é muito difícil fazer com diversos instrumentos e quase impossível com um único. Para análises de fontes de rápida variação podemos utilizar um *radioespectrômetro*,



como é usualmente feito no caso de observações solares, exemplo escolhido neste trabalho (ver capítulo 5).

Geralmente expressamos um espectro em Radioastronomia por um gráfico cuja abscissa é o logaritmo da frequência e a ordenada, o logaritmo da densidade de fluxo.

No capítulo 2 vemos os conceitos básicos do principal instrumento da radiastronomia: o radiotelescópio. Vemos as noções gerais relevantes para obtenção de radioespectros.

De forma sucinta no capítulo 3 analisamos os principais processos de emissão no domínio do radiocontínuo. Ênfase especial aos processos térmico e sincrotron.

O capítulo 4 introduz o sistema de classificação morfológica desenvolvido por CONWAY e col.(1963) e KELLERMAN (1974). Há uma descrição qualitativa de cada sub-divisão e uma alusão aos processos responsáveis por aquela distribuição de intensidade por frequência.

No capítulo 5 vamos exemplificar o processo de obtenção de um espectro em frequência através da obtenção de medidas de densidades de fluxo solar para 20 canais de frequência. Cada passo da obtenção do espectro foi acompanhada de uma forma detalhada.



## 2. FUNDAMENTOS DE RADIOTELESCÓPIOS

A obtenção de radioespectros implica na detecção e medida de intensidades de radiação por frequência. Para este fim utilizamos o radiotelescópio cujas características devem ser bem conhecidas. A princípio, podemos considerar o radiotelescópio composto de duas partes básicas:

- \* a Antena que transforma a radiação incidente em um sinal cuja forma é uma diferença de potencial nos terminais de saída.

- \* o Receptor que amplifica este sinal e o encaminha aos múltiplos meios de monitorização e registro (osciloscópios, fitas magnéticas, registro em papel, discos de computadores).

Os parâmetros principais dos radiotelescópios são características típicas da antena como resolução angular, ganho diretivo da antena, definidos pela figura de radiação, e do receptor (sensibilidade, variações do sinal, calibração em intensidade etc...).

## 2.1. A Figura de Radiação:

O que chamamos Figura (ou Diagrama) de Radiação é a representação da distribuição espacial da potência emitida por uma antena. Pelo teorema da reciprocidade (KRAUS, 1966), a figura de radiação de uma antena transmissora é a mesma de uma antena receptora. Assim temos uma medida da resposta da antena à radiação incidente em função da direção. Representa-se usualmente por:  $P_n(\theta, \phi)$ , o índice  $n$  indica que esta função é normalizada, isto é, seu valor máximo é 1. A direção é determinada pelos ângulos  $\theta$  e  $\phi$  do sistema de coordenadas esféricas representado na figura 2.1 abaixo.

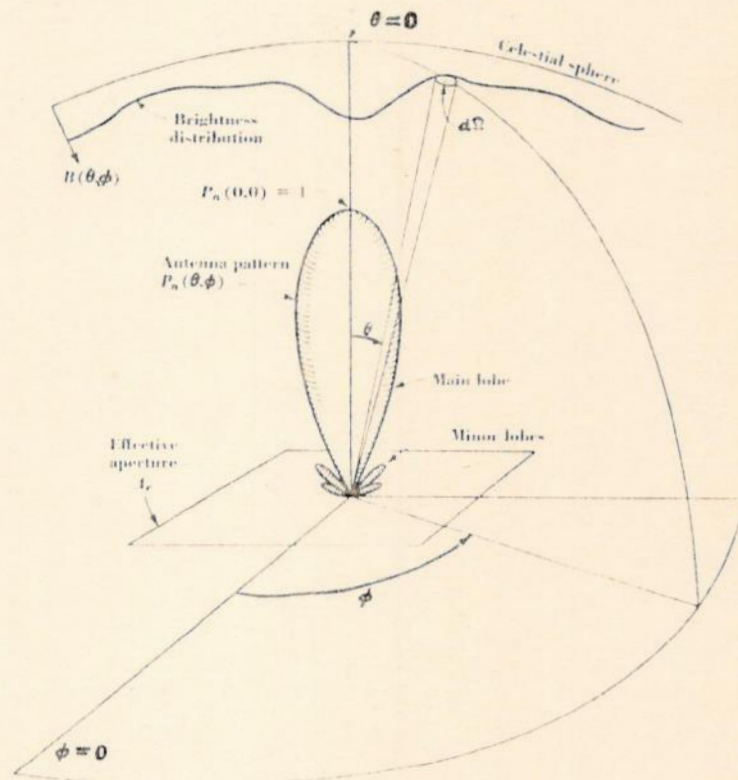
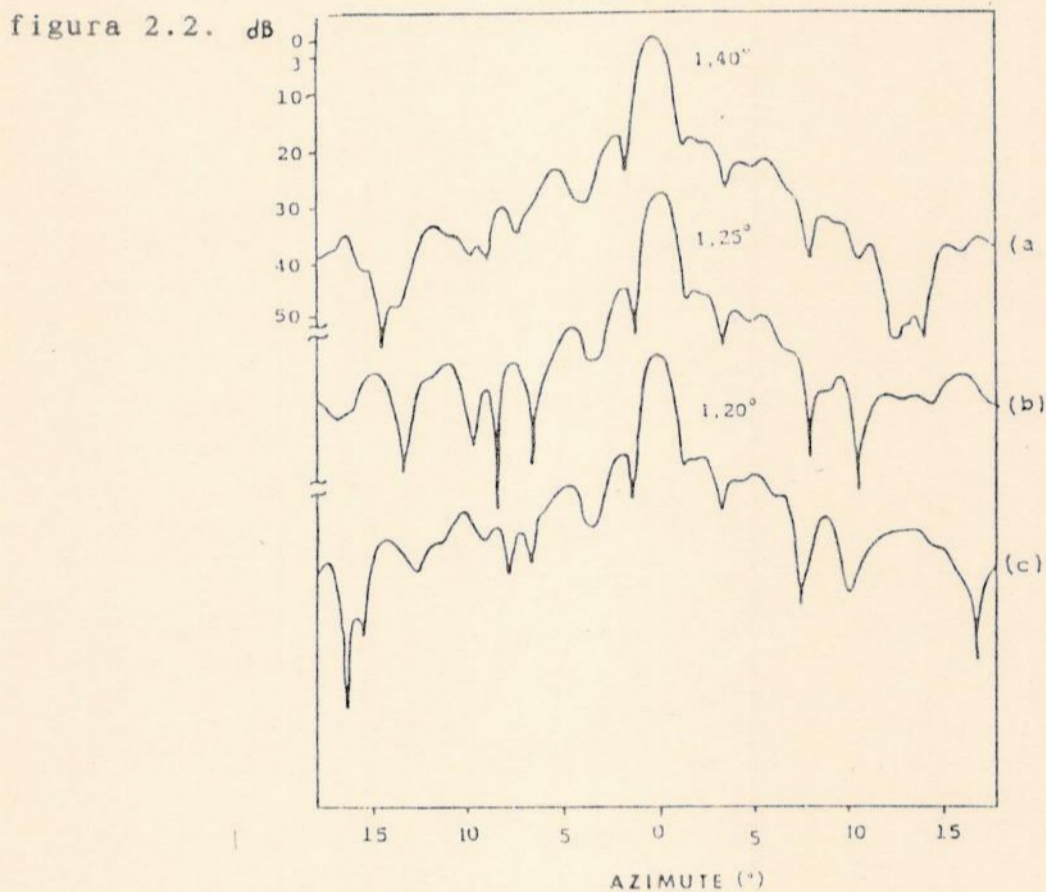


Fig. 2.1. Relação da Figura de Radiação com a esfera celeste com um sistema de coordenadas associado. Ref. KRAUS, 1966.



Dependendo da existência da simetria (axial ou plana) poderemos descrever a figura de radiação através de um ou mais gráficos polares. Se  $P_n(\theta, \phi)$  apresentar simetria axial basta um diagrama polar que contenha o eixo de simetria. No caso de haver pelo menos dois planos de simetria utilizamos dois diagramas perpendiculares (geralmente se escolhe os planos que contêm os campos E e H respectivamente). Na prática, a figura de radiação de uma antena, ou de um conjunto de antenas no caso da interferometria, pode ser muito complexa e pouco simétrica. Nestes casos, usam-se curvas de nível obtidas experimentalmente. Ver



Ref. FERNANDES, 1992.

Fig. 2.2. - Figuras de radiação da antena para polarização horizontal: a) e 1550 MHz, (b) em 1600 MHz e (c) em 1650 MHz.



## 2.2. O Feixe Principal

De forma geral, a figura de radiação tem o formato apresentado na figura 2.1. Podemos notar nitidamente regiões onde  $P_n(\theta, \phi)$  atinge máximos relativos formando regiões fechadas limitadas por nulos (pontos onde  $P_n(\theta, \phi) = 0$ ). Estas regiões são chamadas lóbulos. Assim temos que a figura de radiação é composta do lóbulo principal (aquele que contém o máximo de  $P_n(\theta, \phi)$ ) e os lóbulos secundários.

O ângulo resultante da integração da figura de radiação para todas as direções é o chamado Ângulo Sólido da Antena.

$$\Omega_A = \iint_{4\pi} P_n(\theta, \phi) d\Omega \quad (2.2.1)$$

Se denotarmos por  $\Omega_p$  a integral da figura de radiação sob o lóbulo principal e  $\Omega_s$  a mesma integral sobre os lóbulos secundários teremos que:

$$\Omega_A = \Omega_p + \Omega_s \quad (2.2.2)$$

De uma maneira mais qualitativa podemos dizer que "...o ângulo sólido do feixe é o ângulo através do qual toda a potência vinda de uma fonte fluiria, se a potência (por unidade de ângulo sólido) fosse constante sobre todo o ângulo e igual ao valor máximo..." (KRAUS, 1987).

Se integrarmos  $P_n(\theta, \phi)$  sobre o lóbulo principal teremos o Ângulo Sólido do Feixe,  $\Omega_p$ . Quanto menor este ângulo, mais estreito é o feixe, e por conseqüência, maior a resolução do aparelho. Na verdade esta característica pode ser representada pela Eficiência do Feixe,  $\eta_p$ . Quando se projeta uma antena tem-se como objetivo que a radiação seja coletada

preferencialmente pelo lóbulo principal e que os lóbulos secundários sejam pequenos o suficiente para que não haja interferência. Portanto, cada antena tem uma eficiência do feixe que nos indica o quanto de radiação entra pelo feixe principal. Podemos representar esta grandeza pela seguinte razão:

$$\eta_p = \frac{\Omega_p}{\Omega_A} \quad (2.2.3)$$

Outro parâmetro relevante diz respeito a quanto a antena capta em função da direção. Podemos então definir uma grandeza adimensional chamada Diretividade como a razão entre o ângulo sólido de uma esfera e o ângulo sólido da antena.

$$D = \frac{4 \pi}{\Omega_A} \quad (2.2.4)$$

Podemos então dizer que uma antena isotrópica (hipotética) com diretividade igual a 1, só consegue distinguir 1 fonte num ângulo sólido de  $4\pi$ . Desta forma a diretividade nos indica o número de fontes que a antena é capaz de discernir.

Cabe ainda definir alguns parâmetros representativos importantes. São eles (figura 2.3):

Largura do Feixe a Meia Potência ou Ângulo a Meia Potência AMP (ou Meia Altura), que corresponde a resolução angular da antena.

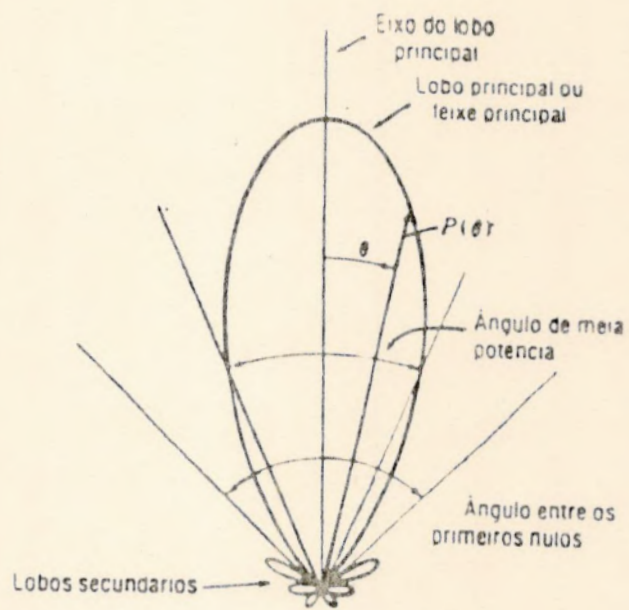
Ângulo entre os Primeiros Nulos, que refere-se ao ângulo entre os nulos que ladeiam o feixe principal, APN.

Em radiomapas, costuma-se representar a resolução da antena, ou do interferômetro, por uma seção transversal do feixe



principal à meia altura, circular ou elíptica. Desta maneira

Fig. 2.3. Figura de radiação de uma antena. ( Kraus, 1987)





sabemos que região do céu a antena está considerando como um ponto para cada medida efetuada.

As radiofontes podem ser classificadas de acordo com suas dimensões aparentes em relação a resolução angular do radiotelescópio em *discretas e contínuas*. As radiofontes ditas *discretas* podem ser distingüidas separadamente em contraposição às fontes *contínuas*, cujo exemplo típico é a Radiação de Fundo de  $3^0\text{K}$ , muito referida em trabalhos cosmológicos. Podemos definir três categorias de fontes discretas conforme sua dimensão angular em relação a largura do feixe. Chamamos de *Fonte Puntual* aquela que é praticamente um ponto comparada a seção transversal do feixe principal. *Fonte Localizada* é uma fonte pequena em relação a largura do feixe porém com dimensões consideráveis, isto é, não-puntual. *Fonte Extensa* é aquela que excede o tamanho da largura do feixe, mas tem contorno bem definido. Geralmente estas últimas tem dimensões angulares maiores que  $1^0$ . Ao determinarmos a densidade de fluxo de uma fonte discreta é de fundamental importância saber que região da referida fonte está de fato sendo medida considerando a largura do feixe principal.

### 2.3. A Abertura Efetiva

Consideremos uma onda plana incidindo em uma antena. Denominaremos Potência Efetiva,  $P_e$ , a potência extraída da onda incidente pela antena. Podemos definir Abertura Efetiva,  $A_e$ , a razão entre a Potência Efetiva e a Densidade de Potência da Onda, que equivale ao módulo da média temporal do vetor de Poynting:  $|\langle S \rangle|$ . A relação entre a Abertura Efetiva e a Abertura Física,  $A_f$ , é especificada pela chamada Eficiência de Abertura,  $\eta_A$ , que depende da orientação da antena em relação a direção da onda incidente. Este valor é máximo na direção do feixe principal.

$$A_e = \frac{P}{|\langle S \rangle|} \qquad \eta_A = \frac{A_e}{A_f}$$

A abertura efetiva, a diretividade e o ângulo sólido da antena satisfazem as relações abaixo:

$$A_e = \frac{c^2 D}{4\pi f^2} = \frac{c^2}{\Omega_A f^2} \qquad (2.3.2.)$$

Onde  $c$  é a velocidade da luz (em m/s) e  $f$  é a frequência de observação (em Hz). Destas relações surge o duplo compromisso fundamental para a construção de radiotelescópios: quanto maior a diretividade desejada (que implica em maior resolução) maior deve ser a abertura efetiva. Ver ROHLFS (1986).



#### 2.4. A Brilhância e a Potência Espectral

Geralmente estaremos interessados na potência  $dW$ , em uma banda de frequência de largura  $df$ , fluindo normalmente através de uma área  $ds$  sob o ângulo sólido  $d\Omega$  da fonte. Podemos representar esta grandeza pela expressão abaixo:

$$dW = B ds d\Omega df \quad (2.4.1.)$$

Podemos definir a Brilhância na direção do feixe como a quantidade  $B$  que aparece acima. A brilhância é uma medida da potência recebida por unidade de área, por unidade de ângulo sólido e por unidade de largura de banda.

Se dividirmos a expressão 2.4.1. por  $df$  teremos a potência por unidade de largura de banda o que chamamos de Potência Espectral :

$$dw = \frac{dW}{df} = B ds d\Omega \quad (2.4.2.)$$

## 2.5. Medida da Densidade de Fluxo

Densidade de Fluxo ,  $S(f)$  é uma medida da intensidade de radiação, definida pela convolução da brilhância com a figura de radiação da antena, integrada na fonte.

$$S_{\text{obs}}(f) = \iint_{\text{fonte}} B_f(\theta, \phi) P_n(\theta, \phi) d\Omega \quad (2.5.1.)$$

onde:

$S_{\text{obs}}(f)$  : Densidade de Fluxo Observada. [medida em jansky (Jy) ou unidades de fluxo ( $uf$ ) =  $10^{-26}$  watts  $m^{-2}$   $Hz^{-1}$ ].

$B_f(\theta, \phi)$  : Distribuição de Brilhância da Fonte [watts  $m^{-2}$   $Hz^{-1}$   $rad^{-2}$ ].

$P_n(\theta, \phi)$  : Figura de Radiação da Antena Normalizada [adimensional].

$\Omega$  : Ângulo Sólido. [ $rad^2$ ].

$B_f(\theta, \phi)$  é uma propriedade da fonte. Tal quantidade fundamental da astrofísica depende basicamente da posição ( $\theta$  e  $\phi$ ) e da frequência  $f$ . Por outro lado, a figura de radiação é uma propriedade da antena.

Uma questão fundamental na determinação da densidade de fluxo de uma radiofonte celeste é a calibração do radiotelescópio. Isto se faz necessário por vários motivos de caráter empírico.

A própria natureza do sistema faz com que cada instrumento tenha uma escala de fluxo própria. Daí a necessidade de proceder uma calibração absoluta a fim de correlacionar medidas feitas em instrumentos distintos e produzir espectros numa grande faixa de frequência.

Para calibrar o radiotelescópio devemos medir uma fonte da qual saibamos de antemão a densidade de fluxo real em



determinada frequência. Esta fonte de calibração pode ser uma antena menor posta a uma distância razoável ou uma radiofonte celeste conhecida. Várias radiofontes cujas densidades de fluxo são conhecidas com grande precisão servem de padrão e constam de listagens para várias frequências. Fazendo uma relação simples de proporcionalidade entre o fluxo medido e o real podemos determinar uma escala para o nosso instrumento. Para mais detalhes procurar MEEKS (1976).

## 2.6. A Temperatura da Antena e A Sensibilidade

### 2.6.1. Temperatura de Antena, Temperatura de Brilhância e Brilhância:

Podemos considerar um radiotelescópio (antena e receptor) como um *radiômetro*, isto é, um dispositivo que mede temperatura da fonte através da radiação recebida.

Temos que a potência espectral  $w$  medida nos terminais de saída de um antena encerrada num envoltório uniforme com temperatura  $T$  pode ser dada pela mesma expressão para a potência nos terminais de um resistor a temperatura  $T$  (NYQUIST, 1928):

$$w = k T \quad (2.6.1.)$$

onde  $k = 1.38 \times 10^{-23}$  joule  $^{\circ}\text{K}^{-1}$  é a constante de Boltzmann. Denominamos  $T$  de temperatura de resistência da radiação.

KUNDU (1965) definiu muito bem: " *Quando uma antena sem perdas é apontada para um corpo negro ideal, a potência disponível é uma medida da temperatura média sob o feixe da antena.*" Assim temos uma determinação de uma temperatura equivalente de corpo negro para um corpo radiante qualquer (não necessariamente um corpo negro) na frequência observada. Esta temperatura é conhecida como Temperatura de Brilhância  $T_B$  e representa uma medida da intensidade da radiação numa direção e frequência.

Na janela rádio podemos usar a aproximação de Rayleigh-Jeans para ondas longas onde temos  $hf \ll kT$ , sendo  $h = 6.63 \times 10^{-34}$  joule  $\text{Hz}^{-1}$ , a constante de Planck. Podemos então relacionar a brilhância  $B$  com a temperatura de brilhância  $T_B$ :



$$B = \frac{2k f^2 T_B}{c^2}, \quad (2.6.2.)$$

Podemos expressar a densidade de fluxo (em *u.f.*) como uma temperatura de brilhância (em °K). Não é raro encontrar na literatura espectros expressos em  $T_B$ .  $S$  e  $T_B$  se relacionam pela seguinte expressão:

$$S = \frac{2k T_B \Omega f^2}{c^2} \quad (2.6.3)$$

supondo  $T_B$  uniforme sob o ângulo sólido  $\Omega$  da fonte.

A temperatura que vem da eq. 2.6.1. é de fato a temperatura medida e corresponde a média da temperatura de brilhância ao longo do ângulo sólido do feixe. Esta é a Temperatura de Antena e passa a ser denotada por  $T_a$ . Quando o feixe é estreito em relação ao tamanho angular da fonte discreta o valor de  $T_B$  confunde-se com  $T_a$  para cada ponto observado.

### 2.6.2. Sensibilidade e Variação do Sinal no Receptor:

"A sensibilidade de um radiotelescópio é uma medida do sinal mais fraco que pode ser detectado e é, portanto, diretamente relacionada com os erros da medida." (CHRISTIAN e HOGBOM, 1980). Uma grande quantidade de fatores pode fazer o radiotelescópio mais ou menos sensível: as características da antena, a "performance" do receptor, o tempo despendido em cada observação individual e o tamanho angular da região observada.

A sensibilidade é expressa pela temperatura mínima detectável pelo instrumento e apresenta a seguinte forma geral:

$$\Delta T = M \frac{T_s}{\sqrt{t \Delta f}} \quad (2.7.4.)$$

onde  $T_s$  é a temperatura do sistema,  $t$  é o tempo de integração e  $\Delta f$  a largura da banda em frequência. O fator  $M$  depende do tipo de receptor utilizado. Num receptor ideal  $M = 1$ . Na prática  $M$  varia entre 1.4 a 2.2 para os receptores atuais (CHRISTIAN e HOGBOM, 1980).

O receptor pode apresentar flutuações na voltagem de saída. Vejamos quais flutuações são esperadas.

#### A) O Próprio Sinal:

A radiação térmica é regida por leis estatísticas apresentando sempre flutuações de caráter aleatório em torno do valor previsto pela lei de Planck (item 3.1). Portanto para efetuar-se uma medida faz-se necessário o uso de um tempo de integração mínimo dentro do qual se obterá um valor médio do sinal.



*B) O Meio entre a Radiofonte e o Instrumento:*

Nuvens de matéria interestelar produzem cintilações em radiofontes pontuais. Nossa atmosfera também interfere, principalmente nos extremos da janela rádio. A ionosfera atua em comprimentos de onda longos (1 m a 10 m) e as camadas mais baixas da atmosfera podem atenuar e dispersar comprimentos de onda curtos (1 cm a 1 mm). Já existem planos de instalar radiotelescópios em órbita livres dos efeitos atmosféricos.

*C. Sinais Inesperados que Chegam ao Radiotelescópio:*

Através dos lóbulos secundários podem ser captadas emissões espúrias provenientes do resto do céu, do calor do solo ou de fontes artificiais (emissoras AM e FM, TV, radar etc.). Para minimizar a importância destes sinais o observador pode utilizar faixas de frequência livres de emissoras artificiais ou buscar áreas remotas onde tais interferências não alcancem a antena.

*D. Ruídos do Receptor:*

Os ruídos de ordem eletrônica são relevantes apenas nas faixas das ondas médias e curtas. Para  $\lambda$  longos a emissão do fundo do céu é muito mais intensa que esses ruídos.

*E. Instabilidades no Equipamento:*

Este tipo de problema foi muito minimizado nos receptores modernos. Problemas com variações de ganho não chegam a 1% e podem ser eliminados da medida no tratamento dos dados.

Para que a sensibilidade do sistema não seja afetada, a temperatura de ruído e o ganho devem permanecer constantes ao longo da observação. Desde que DICKE (1946) desenvolveu seu sistema

comutável, os receptores permitem aferir e eliminar estes problemas com grande confiabilidade. O sistema consiste basicamente de um circuito autocomutável que ora mede o sinal da antena, ora mede o sinal proveniente de uma fonte interna à temperatura ambiente  $T_0$  (um resistor por exemplo). Isto se faz numa ordem de 30 vezes (ou mais) por segundo e a detecção sincronizada permite que seja feita a leitura do sinal proveniente da radiofonte quase que ao mesmo tempo que a da fonte de calibração interna. A variação do ganho é dividida por um fator diretamente proporcional a  $T_0$ .



### 3. PRINCIPAIS MECANISMOS DE RADIOEMISSÃO NO CONTÍNUO.

Os principais mecanismos de produção de radiação no radiocontínuo envolvem partículas livres portadoras de carga sendo aceleradas por campos elétricos ou magnéticos.

#### 3.1. Processos Térmicos: Radiação de Corpo Negro & Radiação de Gases Ionizados.

##### 3.1.1. Radiação de Corpo Negro & Índice Espectral

O estudo da emissão de radiação pelos corpos foi grandemente desenvolvido a partir do trabalho de Planck. Foi ele quem desenvolveu a lei que relaciona a intensidade e a frequência da radiação com a temperatura do corpo emissor. No caso específico das radiofrequências ( $f > 10^4 \text{ Hz}$ ) podemos utilizar uma aproximação da lei de Planck conhecida como a Lei de Rayleigh-Jeans:

$$S = \frac{2k T_B \Omega f^2}{c^2}, \quad hf \ll kT \quad (3.1.1)$$

Podemos generalizar a lei na seguinte forma:

$$S \propto f^n \quad (3.1.2)$$

Onde definiremos Índice Espectral como o expoente  $n$  acima. No caso da lei de Raleigh-Jeans para corpos negros  $n = 2$ .

O índice espectral tem uma importância fundamental na interpretação dos espectros contínuos. Sua definição, no entanto, é diversa dependendo da forma do gráfico. KELLERMAN (1974) sugere pelo menos três definições possíveis:

1. O índice  $n$  na expressão  $S \propto f^n$ , que num gráfico  $\log S$

$\times \log f$ , representa uma reta cujo coeficiente angular é igual a  $n$ .

2. No caso de um espectro curvilíneo,  $n$  representa o coeficiente da reta tangente a um dado ponto do espectro. Podemos representar este índice por  $n_{f_0}$ , onde  $f_0$  é a frequência do referido ponto.

3. Quando dispomos somente de medidas de densidade de fluxo em duas frequências podemos trabalhar com um índice espectral que só leva em conta estes dois pontos do espectro, isto é, tomamos o coeficiente angular da reta que contém estes pontos. Se o espectro em questão de fato for uma curva teremos então o coeficiente angular da reta secante aos pontos de frequência conhecida.

### 3.1.2. Radiação de Gases Ionizados

Num plasma a radiação de caráter térmico é produzida pelo processo chamado de *transição livre-livre*. Isto acontece nas regiões de HII (nebulosas difusas e brilhantes) e Nebulosas Planetárias, quando os elétrons são acelerados pela força eletrostática ao se aproximar de um ion. Como os elétrons não se restringem a um nível definido de energia durante a aproximação, a radiação é emitida de forma contínua em frequência.

Tal processo se dá num meio absorvente, logo, há atenuação ao longo do trajeto da emissão de radiação. Podemos definir então um *coeficiente de absorção*  $k_f$  (em CGS) que depende da *densidade de elétrons*  $N_e$  e da *Temperatura Cinética do Elétron*  $T_e$  (PACHOLCZYK, 1970):

$$k_f = \frac{N_e^2}{T_e^{1.5} f^{2.1}} \quad (3.1.2)$$



Podemos definir *profundidade óptica*  $\tau_f$  por:

$$\tau_f = \int k_f ds = T_e^{-1.5} f^{-2.1} \int N_e ds, \quad (3.1.3)$$

onde  $s$  é o comprimento do trajeto da radiação ao longo da linha de visada. A expressão acima é válida somente se  $T_e$  não variar muito ao longo da fonte.

A equação de transporte de radiação na fonte ao ser integrada nestas condições nos dá a seguinte expressão para o fluxo proveniente da fonte:

$$S_f = \frac{2kf^2}{c^2} T_e \int_{\Omega} (1 - e^{-\tau_f}) d\Omega, \quad (3.1.4)$$

onde  $\Omega$  é o ângulo sólido da fonte.

Tomando os limites para a janela rádio teremos:

I) para altas frequências:

$\tau_f \ll 1$  fonte opticamente fina.

$$\lim_{f \rightarrow \infty} S_f \approx \frac{2kf^2}{c^2} T_e \int_{\Omega} \tau_f d\Omega \quad (3.1.5)$$

$$S \propto f^{-0.1}$$

que corresponde a uma reta quase horizontal, pois  $n \approx 0$ .

II) para baixas frequências:

$\tau_f \gg 1$  fonte opticamente espessa.

$$\lim_{f \rightarrow 0} S_f \approx \frac{2kf^2}{c^2} T_e \Omega \quad (3.1.6)$$

$$S \propto f^2$$

que produz uma reta com coeficiente angular igual a 2 ( $n=2$ ).

### 3.2. Processos Não-Térmicos: Síncrotron.

As radiofontes mais intensas, em valor absoluto, são de caráter não-térmico. Diversos processos de emissão que podem ocorrer não estão diretamente ligados à temperatura da fonte. Entre estes processos podemos citar a Radiação Čerencov e a Radiação Síncrotron (ver PACHOLCZYK, 1970). Entretanto, o processo de emissão no contínuo mais eficiente é o Síncrotron.

Neste processo um elétron livre relativístico submetido a um campo magnético sofre uma interação eletromagnética perpendicular à sua velocidade e a direção do campo. Esta interação força o elétron a espiralar ao longo da linha de campo magnético. Este movimento acelerado do elétron faz com que ele emita radiação. A potência emitida por este é proporcional ao quadrado da sua energia  $\epsilon$ :

$$P(\epsilon) \propto \epsilon^2$$

Para uma população de elétrons teremos uma função distribuição de energia para elétrons entre  $\epsilon$  e  $\epsilon \pm d\epsilon$ .

$$N(\epsilon)d\epsilon = (\text{cte.}) \epsilon^{-\gamma}d\epsilon \quad (3.2.1)$$

onde  $N(\epsilon)$  é o número de elétrons com a energia  $\epsilon$  e  $\gamma$  é o índice de distribuição de energia.

A potência total irradiada por volume pode ser expressa

por:

$$P_{\text{Tot}} = (\text{cte.}) \int_0^{\epsilon} P(\epsilon) N(\epsilon) d\epsilon \quad (3.2.2)$$

Assim teremos:

$$P_{\text{Tot}} = (\text{cte.}) \int_0^{\epsilon} \epsilon^2 \epsilon^{-\gamma} d\epsilon \quad (3.2.3)$$



$$P_{\text{Tot}} = (\text{cte.}) \epsilon^{3-\gamma} \quad (3.2.4)$$

Como a energia é proporcional a raiz quadrada da frequência,  $\epsilon \propto \sqrt{f}$ , a variação da potência em relação a frequência assume a seguinte forma:

$$\frac{dP}{df} = (\text{cte.}) f^{(1-\gamma)/2} \quad (3.2.5)$$

Assim podemos dizer, pela definição de densidade de fluxo que:

$$S = f^{(1-\gamma)/2} \quad (3.2.6)$$

Onde o índice espectral para radiação não térmica é  $n = (1-\gamma)/2$ :

$$S \propto f^n \quad (3.2.7)$$

Portanto o índice espectral é dependente do índice de distribuição de energia ( $\gamma$ ) dos elétrons. Por exemplo, elétrons de raios cósmicos com  $\gamma = + 2,4$  implica em  $n = - 0.7$ . Isto produz uma inclinação negativa num espectro em frequência. Para mais detalhes sobre radiação sincrotron ver DULK e MARSH(1982).

#### 4. CLASSIFICAÇÃO DE ESPECTROS.

O critério de classificação utilizado aqui é o mesmo utilizado por KELLERMAN (1974) e se baseia principalmente na forma do espectro.

##### 4.1. Tipo T ( *Thermal* = Térmico ).

A radiação de caráter térmico pode produzir dois tipos básicos de espectros:

4.1.1.  $T_1$ : Reto com inclinação positiva ao longo de toda faixa de frequências. Este tipo de espectro está associado a corpos negros. Bons exemplos são os espectros da Lua e Marte.

4.1.2.  $T_2$ : Reto com duas regiões de índices espectrais distintos:  $n=2$  para frequências baixas, semelhante ao  $T_1$  e  $n \neq 0$  a partir de uma frequência específica devido a absorção da radiação térmica por plasma. Exemplos típicos são os espectros de nebulosas difusas (Neb. Órion, fig.4.1.).

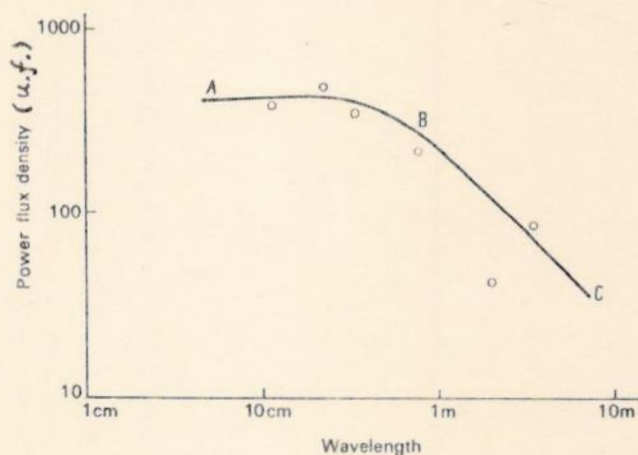


Fig.4.1: Radioespectro, densidade de fluxo (em uf) por comprimento de onda da Nebulosa de Órion. Ref.:HEY,1990.



#### 4.2. Tipo S ( *Straight* = Reto ).

Tais espectros obedecem a lei de potência  $S \propto f^n$ . Num gráfico logaritmico esta expressão produz uma reta cujo coeficiente angular  $n$  é sempre negativo em frequência. O valor mais comum para o índice espectral está em torno de  $-0.8$  para fontes extragalácticas.

Em CONWAY e col.(1963) é indicada uma subdivisão da classe S: 4.2.1.  $S_1$ : Retos para todas as frequências.

4.2.2.  $S_2$ : Apresentam pequena curvatura a partir da frequência de 1420 MHz.

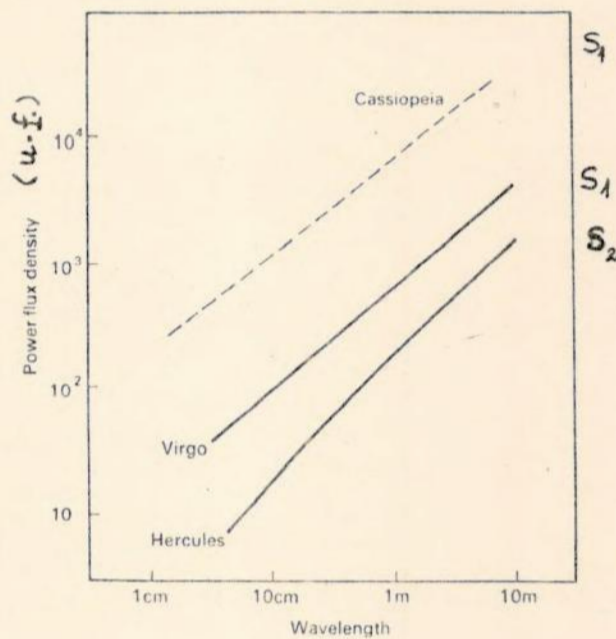


Fig.4.2.a) Exemplos de espectros do tipo S. Densidade de Fluxo (uf) por Comprimento de Onda. Ref.:HEY,1990.

## Espectro da Radio-fonte Centaurus A

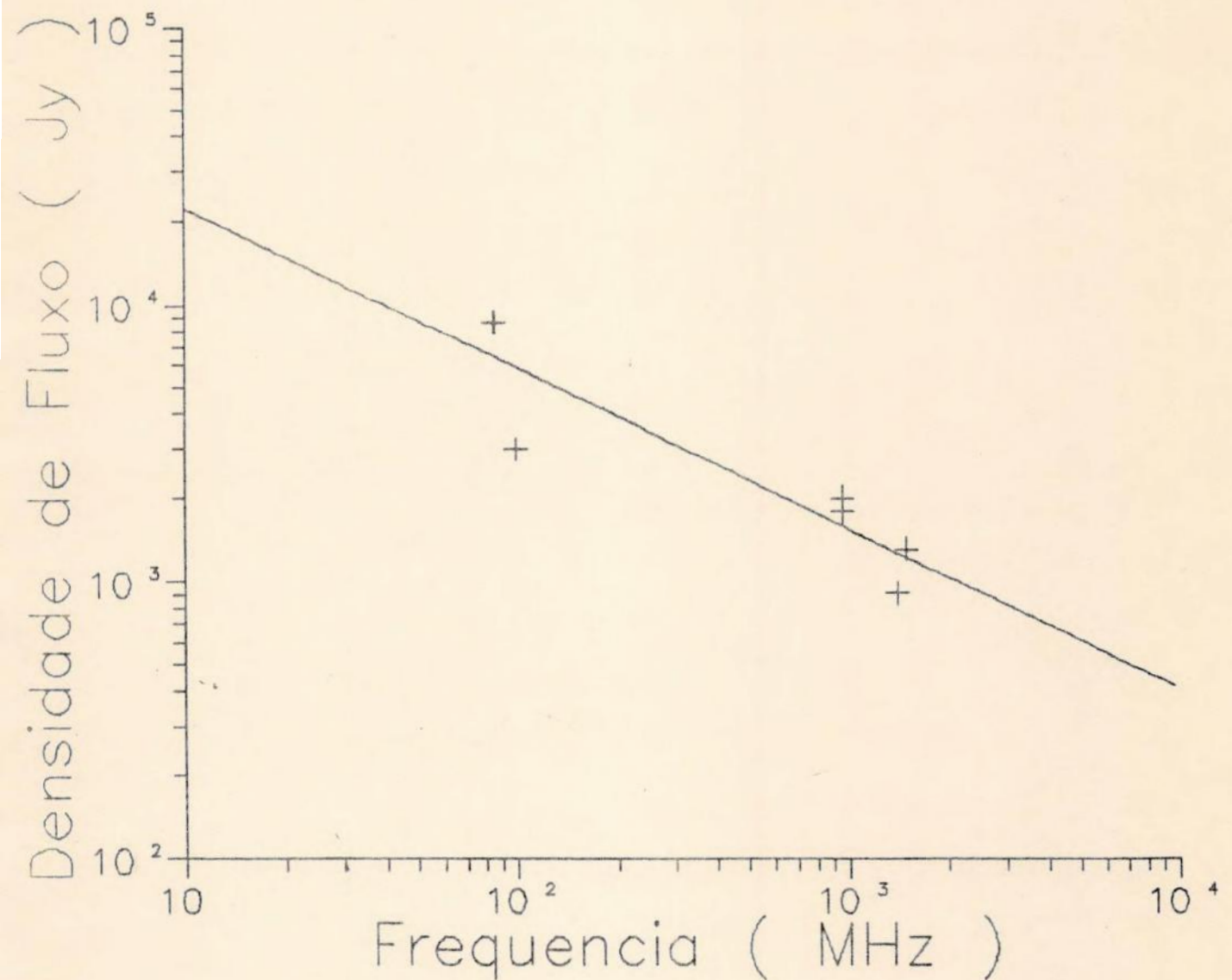


Fig.4.2.b) Exemplo de Espectro do Tipo  $S_1$ :

Dados extraídos das seguintes refs.: LANG (1980), HAGEN (1957), TIRON (1990) e ZOMBECK (1990).



4.3. Tipo C ( *Curved* = Curvo ).

Tais espectros apresentam curvaturas em baixas ou altas frequências devido a processos de absorção e perda de energia.

4.3.1.  $C^-$ : Apresenta concavidade para baixo, isto é, a segunda derivada é negativa. Poderíamos traçar duas retas tangentes aos dois trechos extremos do espectro, com índices espectrais  $n_1$  e  $n_2$  respectivamente.

4.3.2.  $C_{\text{máx}}$ : Apresenta um máximo definido. Acredita-se que isto seja devido a auto-absorção. (Fig. 4.3)

4.3.3.  $C^+$ : Concavidade para cima, isto é, a segunda derivada é positiva. Temos nesta classe mais uma divisão conforme a faixa de frequência onde há mudança de inclinação:

4.3.3.a)  $C_L^+$ : Mudança na inclinação para comprimentos de onda longos ("long").

4.3.3.b)  $C_S^-$ : Mudança na inclinação para comprimentos de onda curtos ("short").

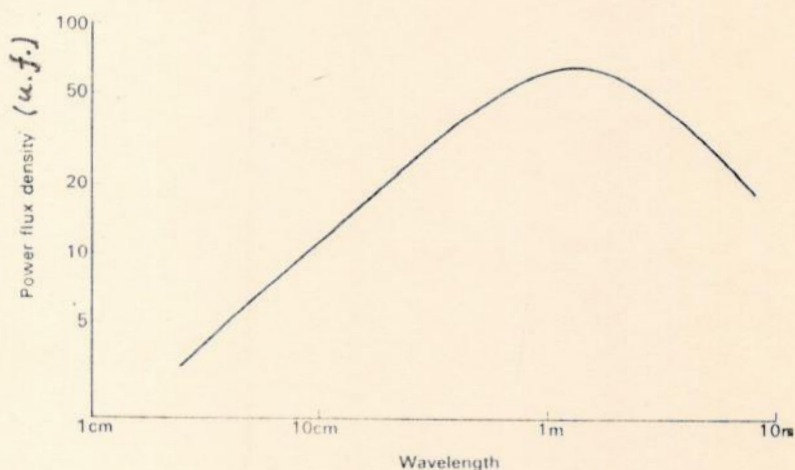


Fig.4.3. Exemplo de espectro  $C_{\text{máx}}$ : quasar 3C147

Ref. HEY,1990.

#### 4.4. Tipo X ou CPX ( *Complex = Complexo* ).

É uma combinação entre os tipos anteriores apresentando ocasionalmente mais de um máximo. É comum em fontes não resolvidas onde mais de um componente físico contribuem para o espectro. Ver GOPAL-KRISNA e SWARUP (1977) e GOPAL-KRISNA E SARIPALLI (1984). É o caso de alguns quasares onde se encontram jatos de matéria. (fig.4.4.)

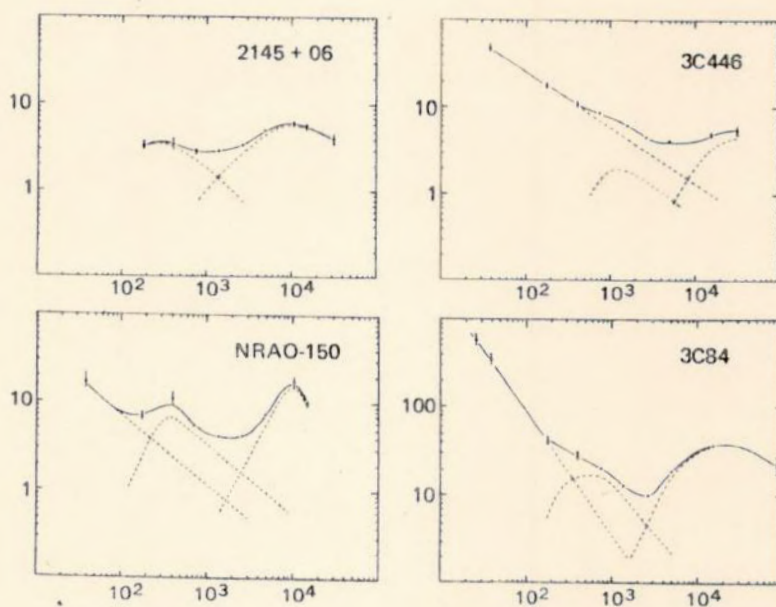


Fig.4.4. Exemplos de espectros do tipo X.

$S$  (em uf) versus  $f$  (em MHz). VERSCHUUR, 1974.

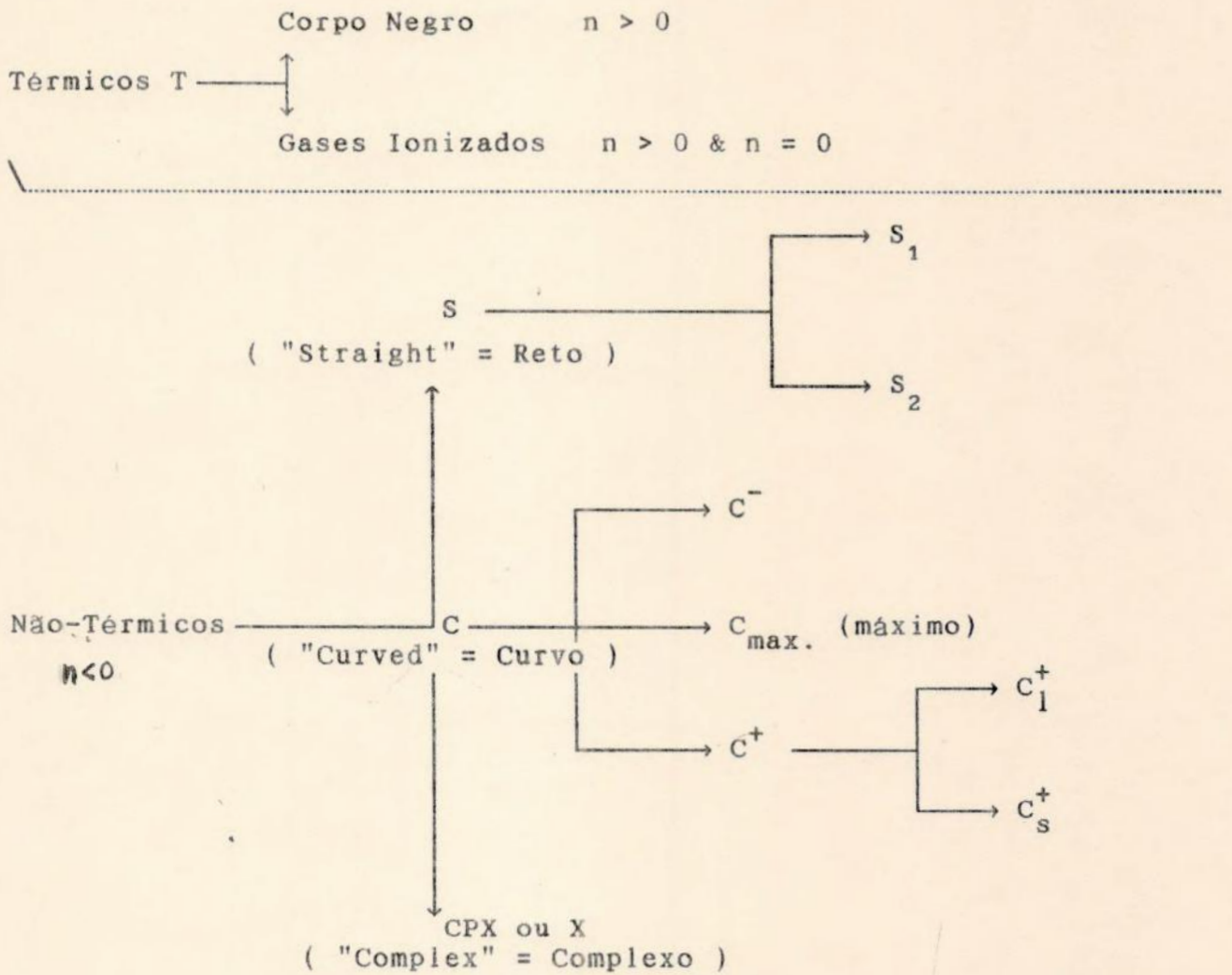


4.5. Resumo:

CLASSIFICAÇÃO DE ESPECTROS

(KELLERMAN, 1974 & CONWAY e col., 1963)

$$S \propto f^n$$



Obs: MURDOCH (1976) apresenta um catálogo de radiofontes classificadas p/espectros. Ver também FERNANDES (1992) para mais exemplos de espectros classificados morfológicamente.

## 5. OBSERVAÇÕES FEITAS NO RADIOESPECTRÓGRAFO DO INPE.

### 5.1. Objetivos.

A fim de obter-se radioespectros de uma fonte discreta, foram feitas medidas da radiação de fundo do Sol no dia 27/06/92. Utilizou-se a antena de 9 m de diâmetro do INPE, em S. José dos Campos, com a colaboração de Francisco C. R. FERNANDES do Grupo de Radioastronomia Solar (GRS).

Como já foi dito, os radioespectros são obtidos através da medida da densidade de fluxo em uma extensa faixa de frequência e pela análise do comportamento da curva pode-se inferir quais os mecanismos de emissão da fonte.

O radioespectrômetro do INPE, foi recentemente instalado (1991) e ainda está em fase de calibração de medidas. Este trabalho visa também contribuir para o desenvolvimento e caracterização do instrumento. Este equipamento cobre uma estreita faixa de frequências, portanto as medidas relativas obtidas nesta faixa foram normalizadas pelos valores do espectro solar construído a partir dos dados do último máximo solar registrado pelo SOLAR GEOPHYSICAL DATA para fins de comparação.

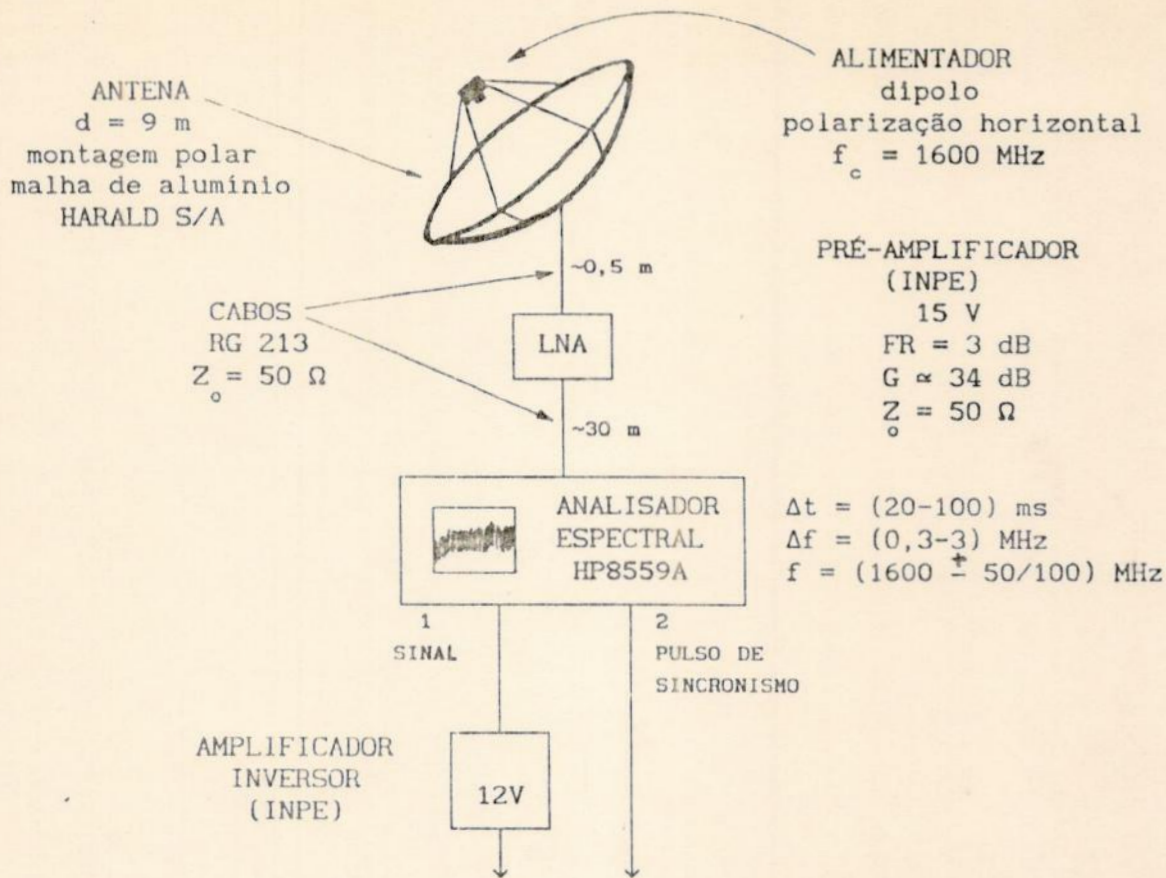
Visto que existem problemas de ordem instrumental para calibração absoluta do aparelho a análise ficou restrita a descrição da forma do espectro e na extração do índice espectral médio na faixa estudada.



## 5.2. Descrição do Equipamento

O instrumento utilizado foi o Espectrógrafo Decimétrico de Alta Sensibilidade e Alta Resolução Temporal e em Frequência (AS-RTF) do Instituto Nacional de Pesquisa Espacial (INPE) (fig.5.2.1). Tal aparelho é descrito por FERNANDES (1992):

- " 1) Antena parabólica de 9 metros de diâmetro.
- 2) Alimentador tipo dipolo em polarização horizontal com frequência central de 1600 MHz.
- 3) Pré-amplificador (LNA - desenvolvido no INPE).
- 4) Cabos de conexão (RG 213).
- 5) Receptor - Analisador Espectral (HP8559A).
- 6) Amplificador DC / Inversor (desenvolvido no INPE).
- 7) Sistema de monitoramento e aquisição de dados:
- a) Registrador de Papel (RB 102 da ECB);
  - b) Sistema Óptico:
    - Osciloscópio (HP108A);
    - Guia de luz (desenvolvido no INPE);
    - Câmera Filmadora (desenvolvido no INPE);
    - Circuito Temporizador (desenvolvido no INPE);
  - c) Sistema Digital:
    - Placa/interface entre o receptor e o microcomputador (desenvolvido no INPE);
    - Placa Digitalizadora (ADDA-12);
    - Microcomputador;
    - Programa de digitalização e tratamento de dados (PRODIG - desenvolvido no INPE)."



SISTEMAS DE MONITORAMENTO E AQUISIÇÃO DOS DADOS

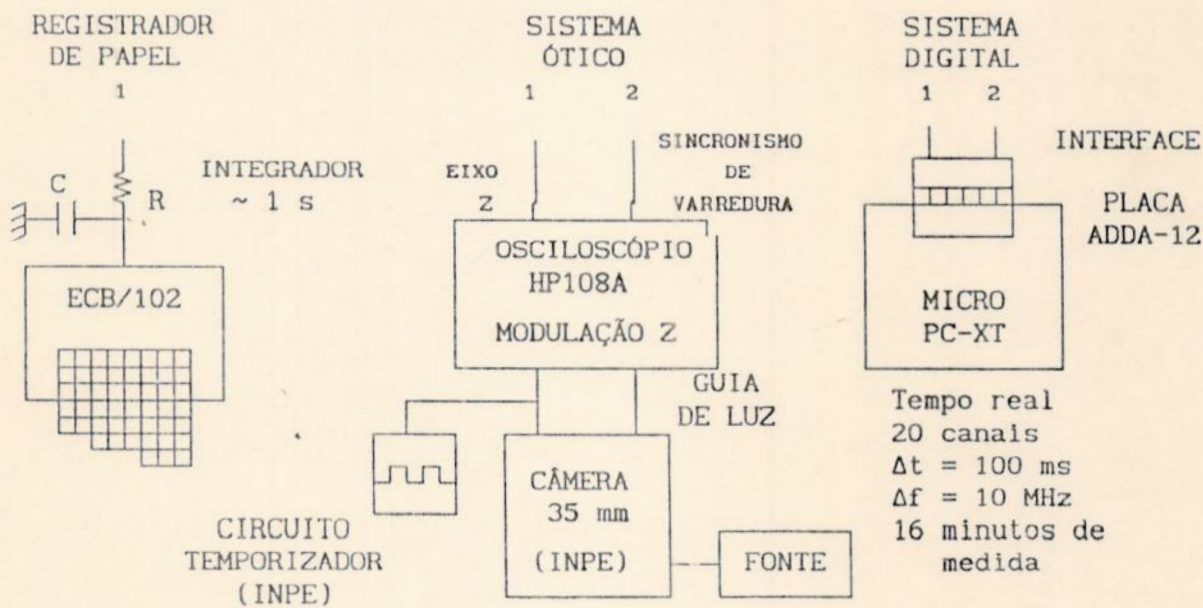


Fig. 5.1. Diagrama de Blocos representando o equipamento.

Ref. FERNANDES, 1992.



A antena parabólica que coleta as ondas eletromagnéticas provenientes da radiofonte possui em seu foco um alimentador do tipo dipolo. As características da antena são as seguintes:

Ângulo a Meia Potência : AMP  $\approx 1,5$

Diretividade: D  $\approx 14.667,7$

Eficiência do feixe :  $\epsilon \approx 0,65$

O alimentador é ligado por um cabo curto ao pré-amplificador (LNA) que por sua vez envia o sinal já amplificado para o analisador de espectros.

Podemos definir ganho de um amplificador qualquer como uma "razão entre a potência S do sinal na saída de um circuito amplificador e a potência  $S_0$  deste sinal na entrada do circuito." (MACEDO, 1976). Geralmente esta grandeza é expressa em decibéis pela seguinte fórmula:

$$G = 10 \log_{10} ( S / S_0 ) \quad (5.2.1)$$

No caso do LNA o ganho não é constante em frequência, isto é,  $G = G(f)$ , o que acarreta a necessidade de uma correção na etapa de tratamento dos dados (item 6.4 d). O analisador faz uma varredura em duas faixas de frequência a escolha do observador: de 1550 a 1650 MHz ou de 1500 a 1700 MHz, com uma resolução em frequência entre  $\delta f = 1$  e 3 MHz e com uma resolução temporal de  $\delta t = 20$  a 100 milissegundos.

Para a observação de 27/06/92 utilizamos as seguintes especificações:  $\delta f = 3$  MHz e  $\delta t = 100$  mseg.

Do analisador de espectros o sinal passa por um amplificador onde é invertido (fig.5.1) . Subsequentemente o

sinal é repartido juntamente com um pulso de sincronismo gerado no analisador para 3 sistemas de monitoramento e aquisição de dados:

1) SISTEMA ÓTICO:

Composto de um osciloscópio acoplado a uma câmera de filmagem de 35 mm. Este sistema é especialmente preparado para obtenção de *Espectros Dinâmicos* de explosões solares, objetivo primordial dos estudos do GRS. Espectros dinâmicos indicam a variação da frequência em função do tempo. O sistema utilizado, denominado Modulação em Z, permite também produzir gráficos tridimensionais, acrescentado mais um eixo para a densidade de fluxo. Tais espectros são registrados em filme pela câmera.

2) REGISTRADOR DE PAPEL:

Composto de um registrador de papel dotado de um circuito integrador, cujo tempo de integração é de aproximadamente 1 segundo. Nos fornece um registro de intensidade de radiação, em toda a faixa de frequência, por tempo. Este dispositivo é utilizado basicamente para monitorar, juntamente com o osciloscópio do analisador, o rastreo da fonte. Desta forma temos uma visão geral da observação.

3) SISTEMA DIGITAL:

Composto de um microcomputador PCXT, uma interface, uma placa digitalizadora e um programa de digitalização. Este último permite o armazenamento dos últimos 16 minutos de observação na memória do computador. O sistema varre a faixa de frequência dividida em 20 canais de largura em torno de 10 MHz.



### 5.3. Interpretação do Espectro Solar:

O espectro solar até o comprimento de onda de aproximadamente 1 cm comporta-se como o de um corpo negro de 6000 °K que corresponde a temperatura da fotosfera. À medida que nos aproximamos da faixa das ondas decimétricas um comportamento não térmico começa a reduzir a inclinação do espectro. Esta deformação faz com que o gráfico tenda para um reta correspondente a temperatura de coroa solar que se encontra em torno de um milhão de graus Kelvin (Fig. 5.2).

A causa desta variação é devido a atividade solar a níveis cromosféricos. Elétrons submetidos a campos magnéticos emitem radiação de caráter sincrotron que se sobrepõe ao espectro térmico. Esta radiação recebe a designação de *componente lenta* ou *componente S ("slow")* distinguindo-se de eventos rápidos de caráter impulsivo como as tempestades e explosões solares. A densidade de fluxo para uma frequência específica depende da atividade solar. Podemos ver na figura 5.3 que o número de manchas solares, um forte indicador de regiões ativas, está altamente correlacionado com a densidade de fluxo.

Assim, radioespectro solar apresenta uma componente térmica dominante que determina a inclinação positiva (num espectro em frequência). Sobreposta a componente térmica uma parcela não-térmica é devido à radiação sincrotron solar na faixa das ondas decimétricas. Esta emissão de radiação sofre variações conforme a atividade nas diversas camadas cromosféricas. Esta atividade implica em elétrons de diversas energias submetidos a

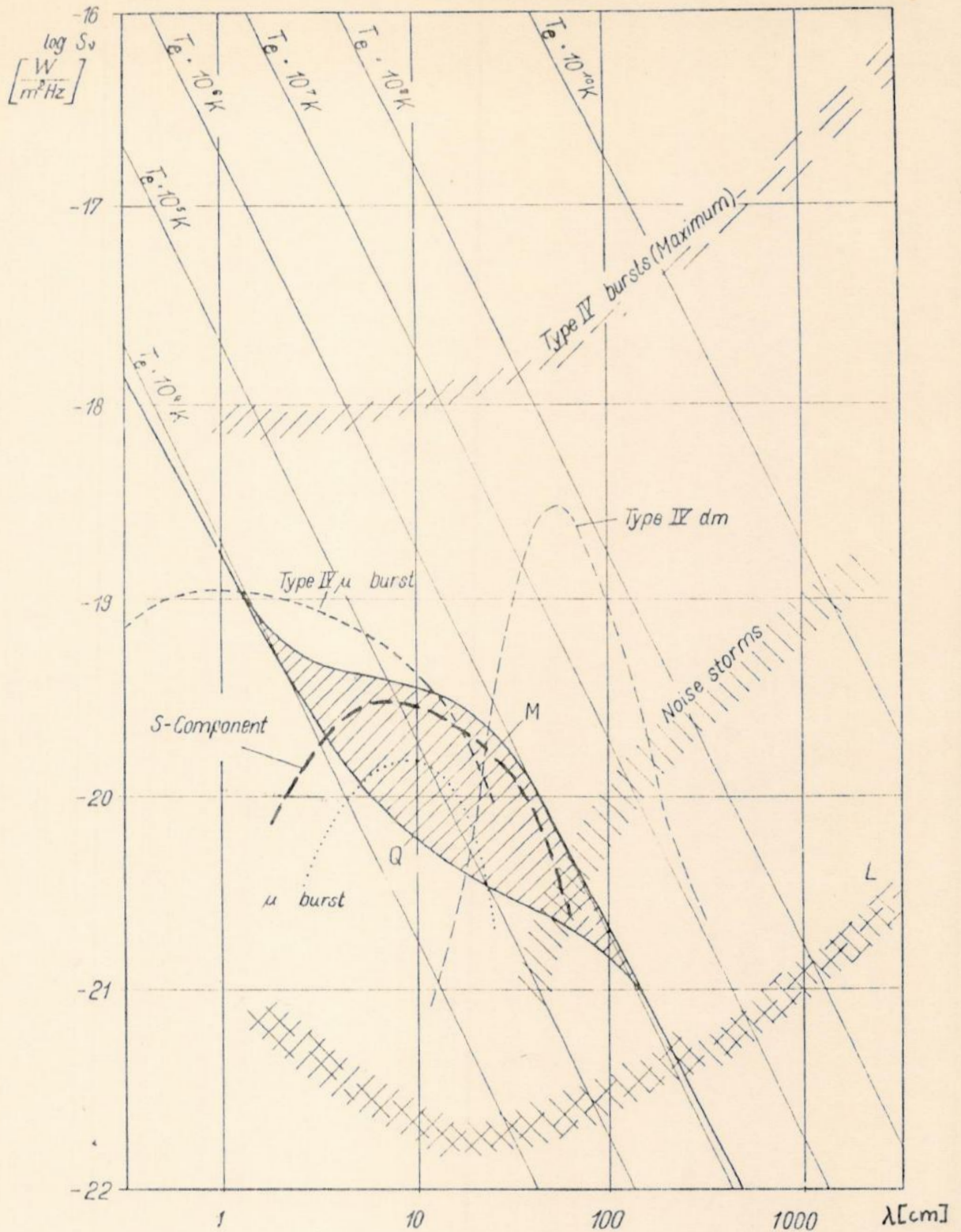


Fig. 5.2. Radioespectro Solar do Sol Quieto (Q), do Sol em Máximo (M), da componente S e diversas atividades impulsivas. Obs: L é o limite de detecção dos instrumentos utilizados.

Ref: KRÜEGER, 1979.



campos magnéticos de intensidade e direção variáveis. Estes elétrons formam regiões ativas em alturas distintas acima da fotosfera solar produzindo comportamentos distintos em tempo e frequência. Ver DULK (1985) e MCLEAN & LABRUM (1985).

No dia da observação foi feita uma inspeção ligeira da fotosfera solar através de um pequeno telescópio. Observou-se apenas um pequeno grupo de manchas na borda do disco solar o que sugeria pouca atividade para aquele dia. Considerando-se que o máximo de atividade do atual ciclo foi em 1989 isto era de se esperar.

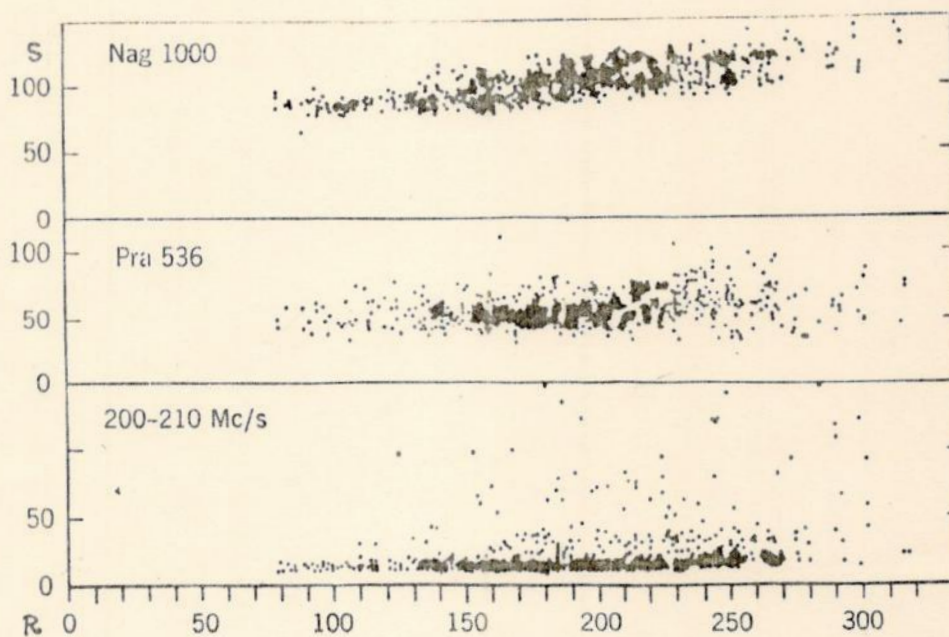


Fig. 5.3. Correlação entre o número de manchas, R, com a densidade de fluxo solar. O código acima a esquerda dá o nome do radiobservatório e a frequência em MHz.

Ref: KUNDU, 1965.

#### 5.4. Obtenção e Tratamento de Dados:

##### a) Média no Tempo para cada Canal:

O PRODIG permite o armazenamento de 16 minutos de dados em tempo real. Pelas características de resolução temporal do aparelho obtemos 9000 varreduras, isto é, 9000 medidas de potência nos 16 minutos de observação. Neste trabalho somente levamos em conta um pouco mais do que as primeiras 4000 varreduras por um motivo de ordem prática: a pequena capacidade do software empregado no tratamento de dados. Felizmente, devido as características do sistema de rastreio, esta limitação não chega a ameaçar o experimento. Devido a certas deficiências de ordem mecânica o sistema de acompanhamento mantém o feixe da antena apenas por alguns minutos sobre o Sol. Isto faz com que o sinal monitorado vá caindo visivelmente a medida que o sistema deixa de acompanhar o Sol adiantando-se ou atrasando-se em relação a este. Só começamos a digitalizar os dados depois que o sistema manteve o rastreio estável. Logo, é de se esperar que ao longo de todo o intervalo de registro, o sinal provinha de fato do Sol.

Uma questão inquietante ao longo do tratamento do sinal surgiu da necessidade de uma boa justificativa para o tipo de média escolhida, no caso, média simples. A necessidade em distinguir entre ruído e sinal e a dúvida sobre a natureza aleatória do ruído levaram-nos a buscar algum tipo de controle ou teste.



## b) Análise do Ruído:

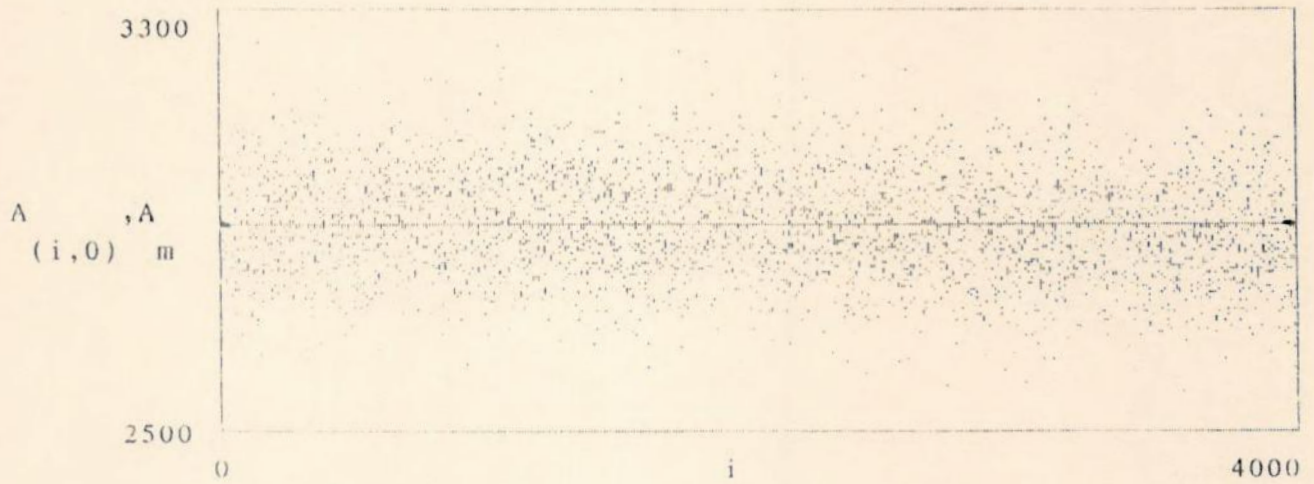
Através de consulta ao Prof. Jorge Albuquerque um canal sorteado aleatoriamente foi submetido a dois testes que visam buscar algum tipo de tendência (ou gramática como se usa chamar em semiótica). O canal sorteado foi o de número quatro.

O primeiro teste busca encontrar algum tipo de autocorrelação ao plotar cada medida  $A_i$  contra a medida  $A_{i+1}$  subsequente. Com a defasagem esperavamos evidenciar algum comportamento, ou alguma estrutura do tipo encontrada, por exemplo, em caos determinístico. Os valores se distribuíram aleatoriamente ao redor do valor médio, o que sugere a ausência de uma tendência no ruído. Estendendo este teste ao canal 2 o resultado foi o mesmo.(Fig.5.4)

O segundo teste foi submeter as 4000 varreduras ao um tratamento estatístico mais apurado através de uma função de autocorrelação. O comportamento obtido foi típico do que se usa chamar *Ruído Branco*, isto é, ruído aleatório.(Fig.5.5)

Estes dois testes, apesar de não realizados em todos os canais de frequência, serviram de base para a escolha da média simples.

a)



b)

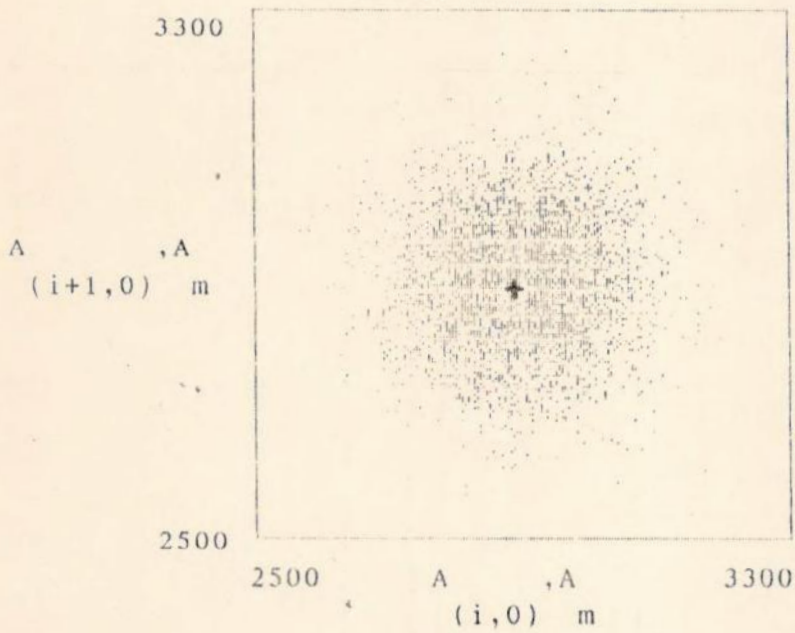


Fig.5.4.: a) Valores de densidade de fluxo relativo,  $A_i$ , versus número da medida,  $i$ . Está indicado o valor médio,  $A_m$ .

b) Gráfico com as medidas autocorrelacionadas por uma defasagem de valor 1.  $A_i \times A_{i+1}$ .  $A_m$  está praticamente no centro na nuvem de pontos.



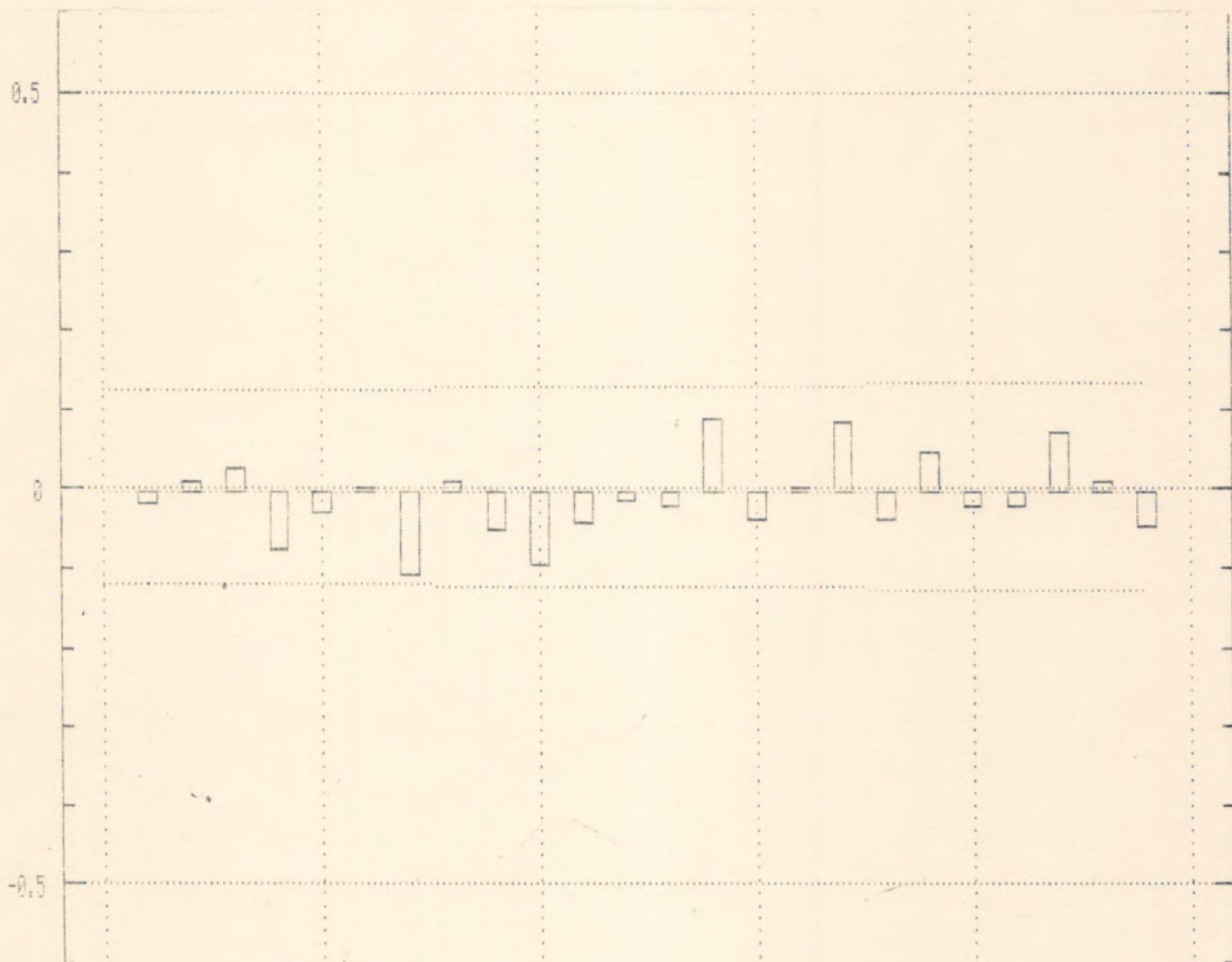


Fig.5.5. Autocorrelação estimada para o canal 4. O comportamento denuncia ausência de gramática característica de ruído branco.

### c) Inversão do Sinal:

Por motivos de ordem técnica o sinal tem de ser invertido (amplificador inversor no diagrama da fig.5.1). Estes motivos estão ligados ao funcionamento do osciloscópio utilizado na obtenção dos espectros dinâmicos o que não nos interessa a princípio. Nesta forma qualquer aumento na densidade de fluxo se apresentaria no gráfico como uma depressão.

A primeira tentativa de inversão foi a de subtrair cada valor de um valor fixo acima do máximo. Isto equivale a uma reflexão em relação a um plano abaixo do valor mínimo. Este processo de inversão diminui o nível de potência o que comprometeu o sinal durante as demais etapas de tratamento. Isto gerou um impasse no processo.

Para contornar a redução de nível foi executado o mesmo tipo de reflexão descrita acima seguida de uma translação vertical que corrige o rebaixamento do nível. Podemos expressar esta transformação linear feita para cada um dos 20 valores médios correspondentes ao respectivos canais pela expressão abaixo:

$$S_1 = S_0 - S_M + S_m \quad 5.4.1.$$

onde  $S_1$  é o valor já invertido

$S_0$  é o valor original

$S_M$  é o valor máximo entre os 20 canais, no caso o canal de número 20

$S_m$  é o valor mínimo entre os 20 canais, no caso o canal de número 6.



## d) Correção do Ganho:

Mesmo após à inversão o espectro em frequência encontrado possuía inclinação contrária a esperada. Após uma análise rápida podemos concluir que o ganho seletivo em frequência do pré-amplificador (LNA) influía claramente no sinal. Como é mostrado na fig.5.6 o LNA apresenta uma amplificação maior para frequências baixas o que distorceu o espectro. Ver Apêndice (Ia. parte) detalhes da correção.

Em resumo o que foi feito foi :

- 1) Interpolou-se de forma linear o ganho seletivo  $G(f)$ .
- 2) Fez-se a correção ponto a ponto, usando a definição de ganho (eq. 5.2.1). Na figura 5.7 vemos o efeito da correção. Ver Apêndice.

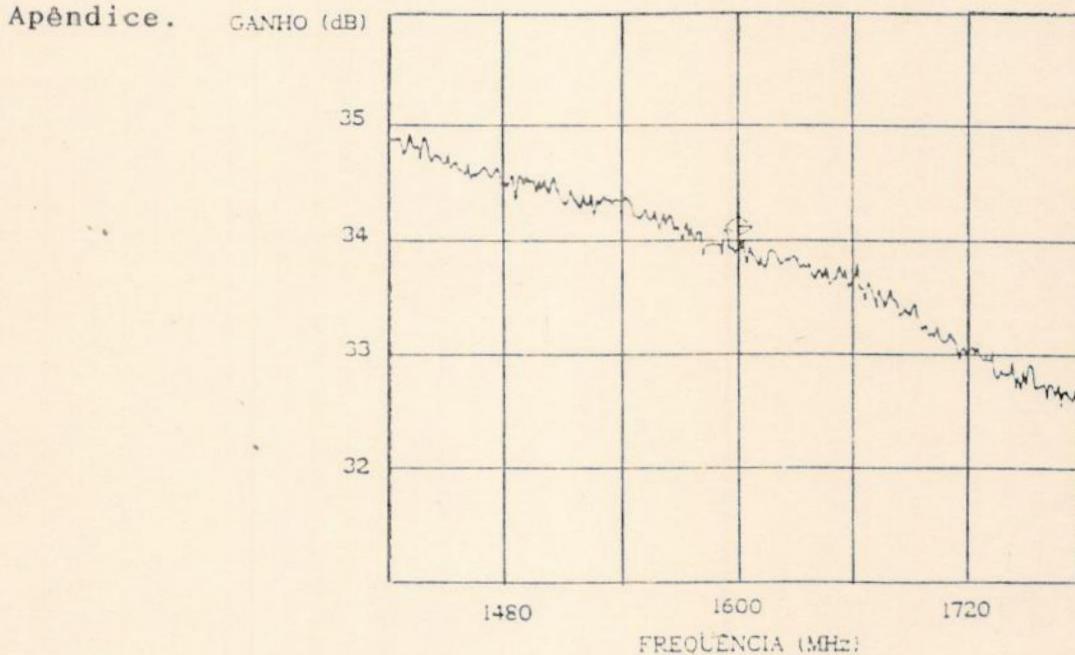
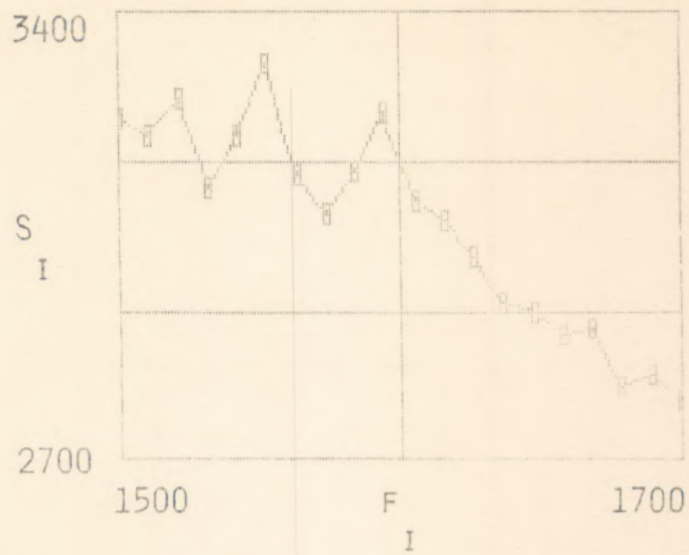


Fig.5.6.: Medidas de ganho versus frequência para o LNA.

Ref.: FERNANDES, 1992

ANTES DA CORREÇÃO



DEPOIS DA CORREÇÃO

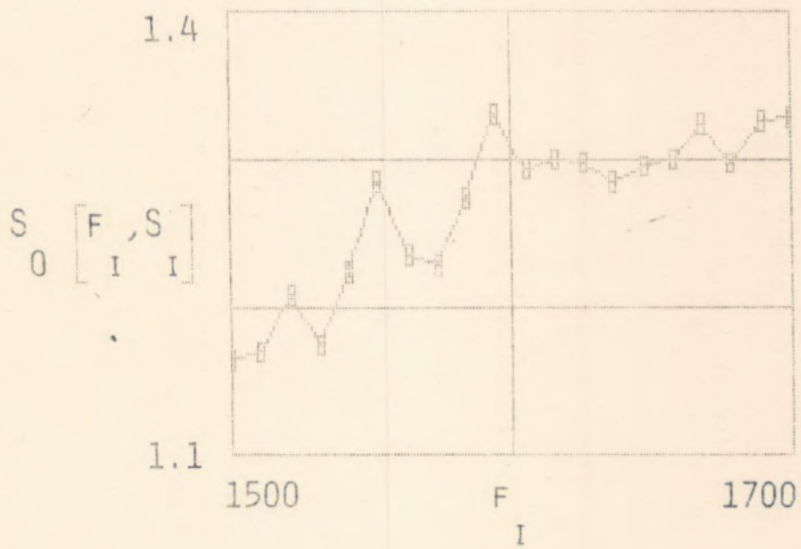


Fig.5.7: S,Fluxo Relativo (ufa) versus F,Freqüência (MHz)  
ver Apêndice



## e) Normalização:

Como o aparelho não é calibrado absolutamente os valores fornecidos são relativos. Por este motivo não podem ser comparados com os dados de outros telescópios para confrontação. Dizemos então que os valores estão em uma unidade de fluxo arbitrária ou relativa, *ufa*. É de fundamental importância para a determinação do "background" solar conhecer a equivalência numérica entre 1 *uf* e 1 *ufa*. Em radioastronomia solar trabalhamos geralmente com valores de fluxo muito altos o que leva a utilizar um múltiplo da *uf*, a unidade de fluxo solar, *ufs*:

$$1 \text{ ufs} = 10^{14} \text{ uf} \quad (5.4.2)$$

Como o GRS tem como objetivo principal determinar eventos explosivos que ocorram acima do "background" solar, uma calibração de caráter absoluto não tem grande relevância. Por este motivo a tentativa de calibrar o aparelho não chega ser imprescindível para o GRS. Algumas fontes podem servir ao propósito de calibração contudo devido a pequena mobilidade da antena e da pouca sensibilidade do receptor ( $S_{\min}$  em torno de 1 *ufs*) este procedimento é difícil. A sugestão mais promissora discutida pelo autor com componentes do GRS foi de utilizar a Lua como calibradora. Contudo dois problemas se colocam:

- 1) A densidade de fluxo lunar máximo (Lua Cheia) está nos limites de detecção da aparelhagem;
- 2) Para que a antena possa acompanhar a Lua tempo suficiente para registrar seu sinal esta tem que percorrer um caminho no mínimo muito próximo do arco diurno do Sol.

Estas duas características sugerem noites específicas de observação quando a Lua está próxima de um dos nodos. Isto acontece próximos aos eclipses. A possibilidade de acompanhar um eclipse não foi descartada.

Normalizamos nossas medidas pelo dados fornecidos pelo do SGD para o máximo de 1989 utilizando o método de interpolação sugerido por GUIDICE & CASTELLI (1971). Ver Apêndice, parte II. Seria melhor utilizar os dados do próprio dia de observação contudo tal informação não se encontrava disponível. Na fig. 5.8 temos o gráfico representando as medidas normalizadas sobrepostas ao espectro do último máximo solar.



Espectro Solar de 27/06/92  
Sobreposto ao Espectro do Máximo do Ciclo 22

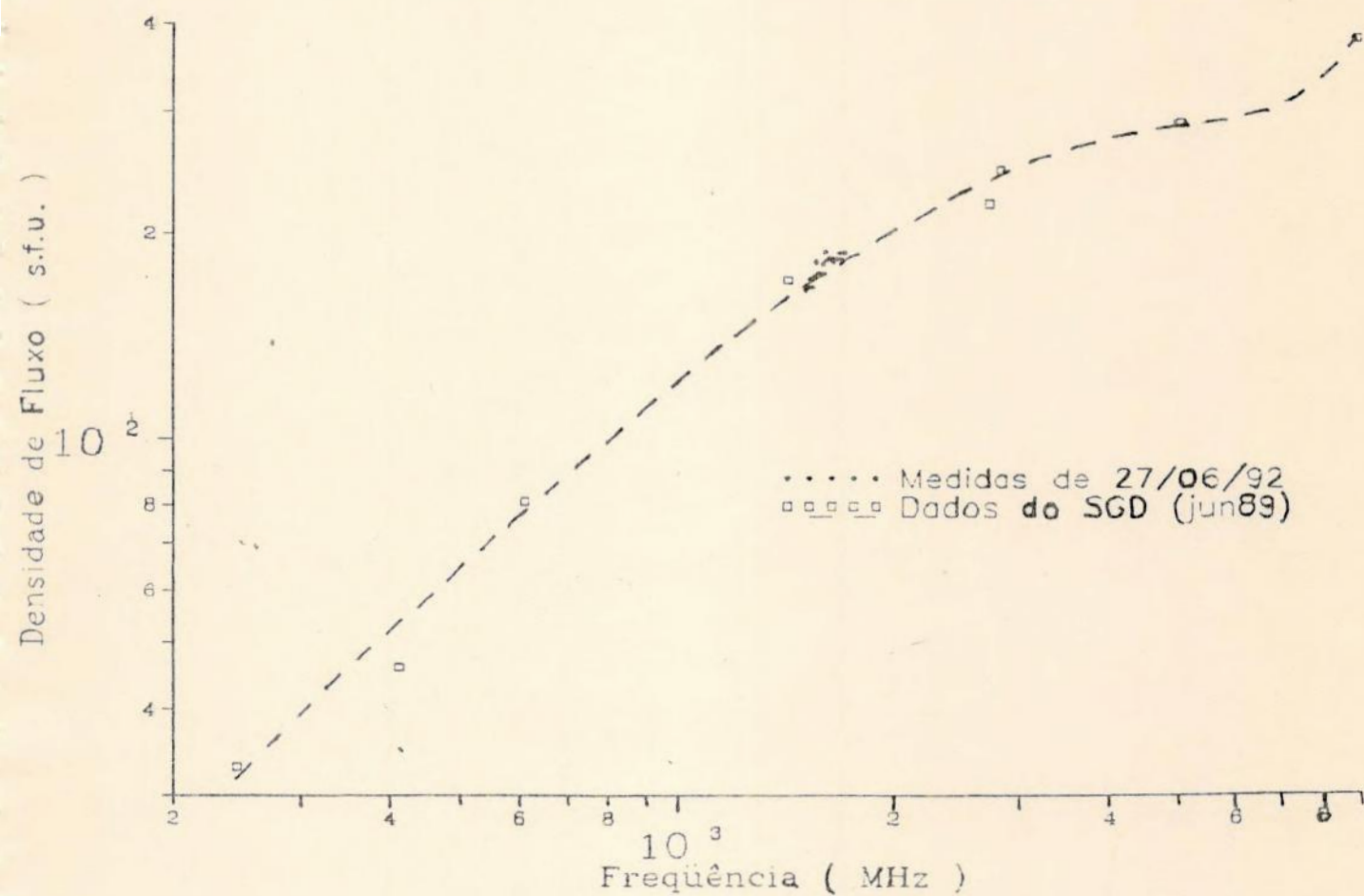
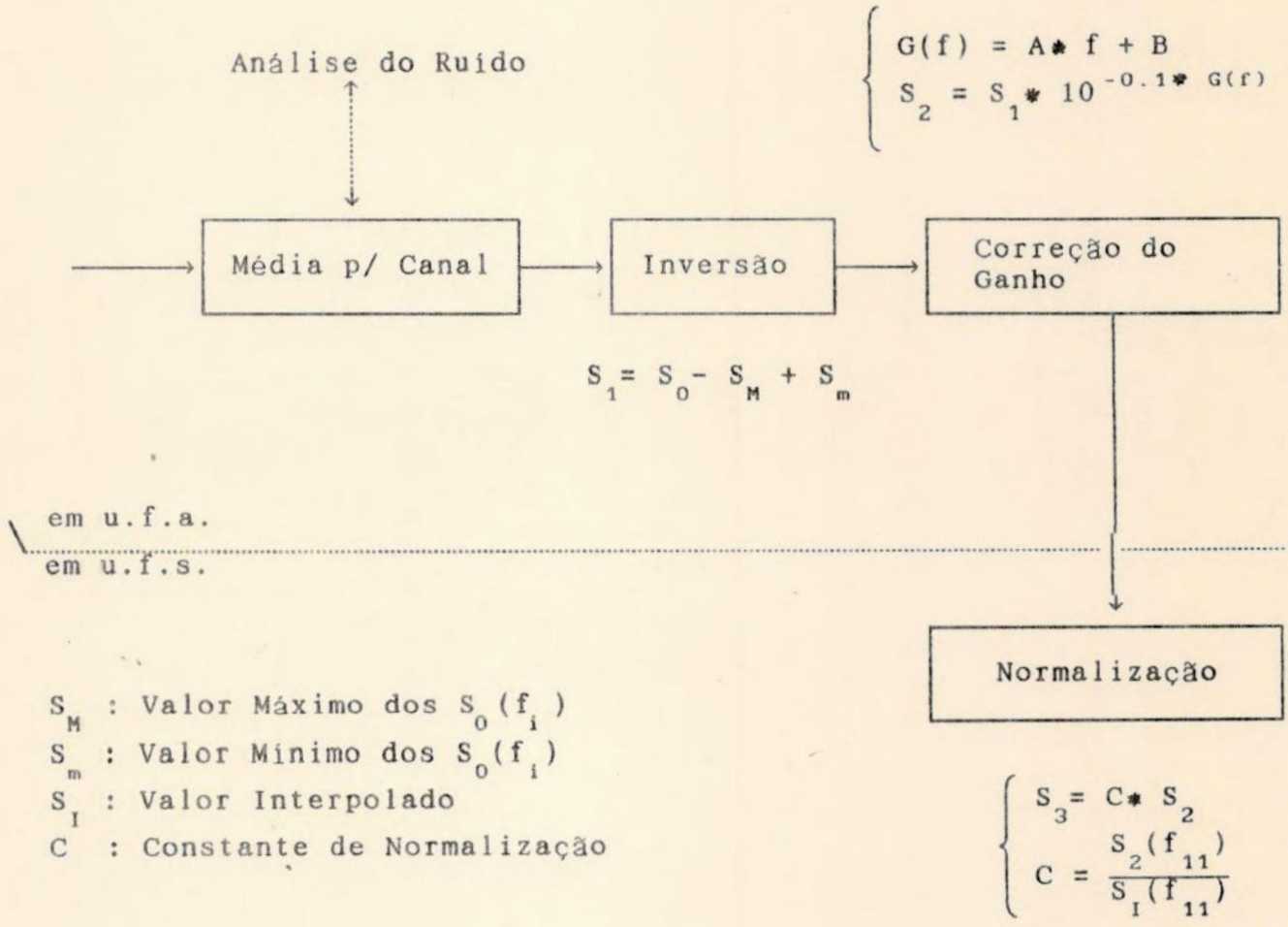


Fig. 5.8.

Resumo do Tratamento dos Dados:

$S = S(f_i)$        $j = 1...5000$  no. de medidas  
                           $i = 1...20$  no. de canais  
                           $n = 0..3$  no. de correções





### 5.5. Análise dos Resultados.

Após as etapas de redução de dados obtivemos um índice espectral médio, das nossas medidas normalizadas, aproximadamente igual a 1 no intervalo de 1500-1600 MHz. O valor extraído das medidas do SGD nos indicam um valor de 0.7 (fig. 5.9). O porquê da discrepância está ligada a natureza variável do espectro solar nesta faixa de frequência onde efeitos cromosféricos estão presentes. A flutuação das medidas parece compatível com os dados obtidos pelos radiobservatórios que compõem a rede do SGD.

*Espectro Solar de 27/06/92*

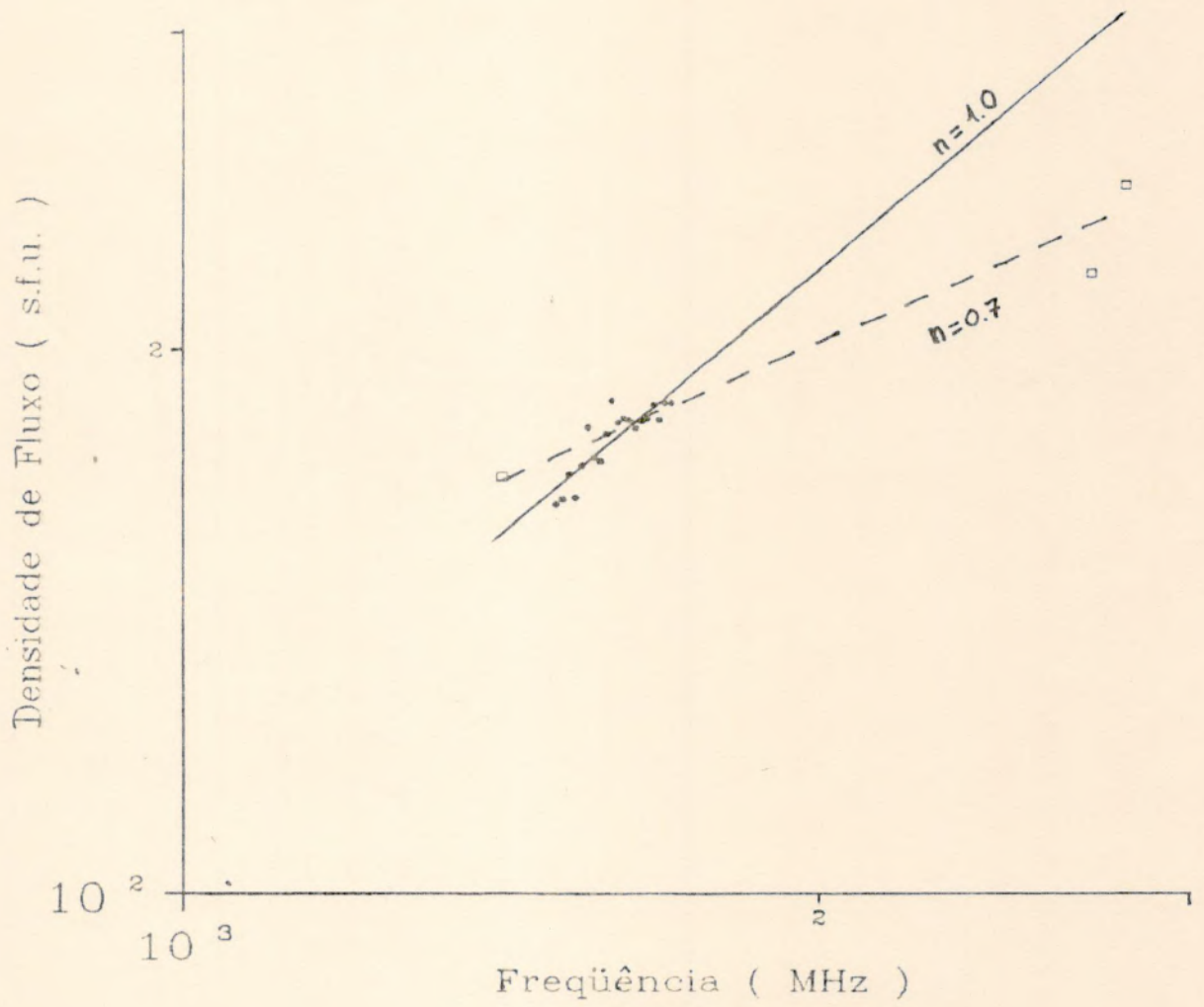


Fig. 5.9.



## 6. CONCLUSÕES:

As medidas realizadas no INPE mostraram-se muito representativas das técnicas e dificuldades envolvidas no processo de obtenção de espectros contínuos de fontes discretas. A escolha do Sol e do espectrógrafo permitiram o contacto com diversas sutilezas envolvidas no processo o que foi certamente estimulante. Os resultados obtidos podem ser considerados satisfatórios e exemplificam bem o motivo principal deste trabalho.

7. APÊNDICE:



por Naelton M. Araujo

Ia. Parte:

CORREÇÃO DO GANHO SELETIVO EM FREQUÊNCIA  $G(f)$  DEVIDO AO PRÉ-AMPLIFICADOR $i := 0 \dots 19$  $i+1$ : no. do canal em  $f$  $f_0 := 1500$ 

0

 $f_{i+1} := f_i + 10.52631579$ Intervalo de frequência ( $f$ ): 1500-1700 MHz $i+1$        $i$ 

-3

 $G(f) := -6.05 \cdot 10^{-3} \cdot f + 43.515$ Ganho em  $f$  (interpolado graficamente da figura 2.10 de FERNANDES, 1992 pg.41)-0.1 ·  $G(f)$  $S_0(f, S) := S \cdot 10$ 

Densidade de fluxo corrigida

0

S: densidade medida

 $S > S_0$ 

em ufa: unidade de fluxo arbitrária

 $S := \text{READPRN}(\text{JUN})$ 

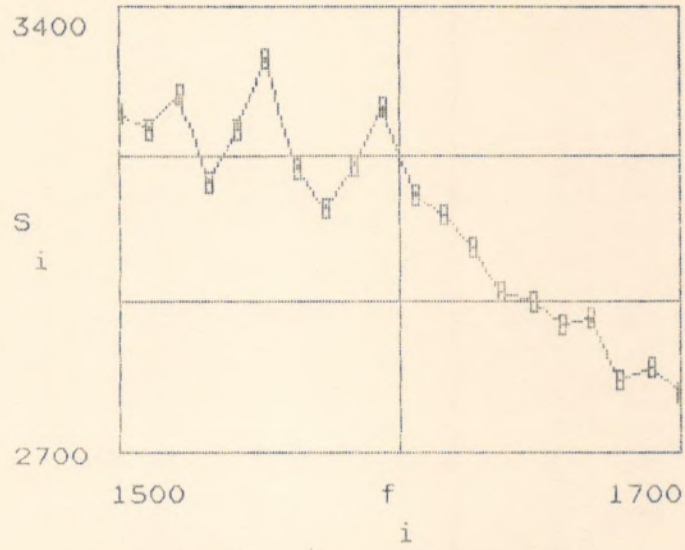
← Comando de leitura de dados

$i+1$	(MHz) $f_i$	(dB) $G[f_i]$	(ufa) $S_i$	(ufa) $S_0[f_i, S_i]$
1	1500	34.4	3233	1.2
2	1511	34.4	3208	1.2
3	1521	34.3	3264	1.2
4	1532	34.2	3123	1.2
5	1542	34.2	3208	1.2
6	1553	34.1	3318	1.3
7	1563	34.1	3146	1.2
8	1574	34	3085	1.2
9	1584	33.9	3149	1.3
10	1595	33.9	3241	1.3
11	1605	33.8	3104	1.3
12	1616	33.7	3075	1.3
13	1626	33.7	3022	1.3
14	1637	33.6	2950	1.3
15	1647	33.5	2933	1.3
16	1658	33.5	2899	1.3
17	1668	33.4	2910	1.3
18	1679	33.4	2811	1.3
19	1689	33.3	2832	1.3
20	1700	33.2	2791	1.3

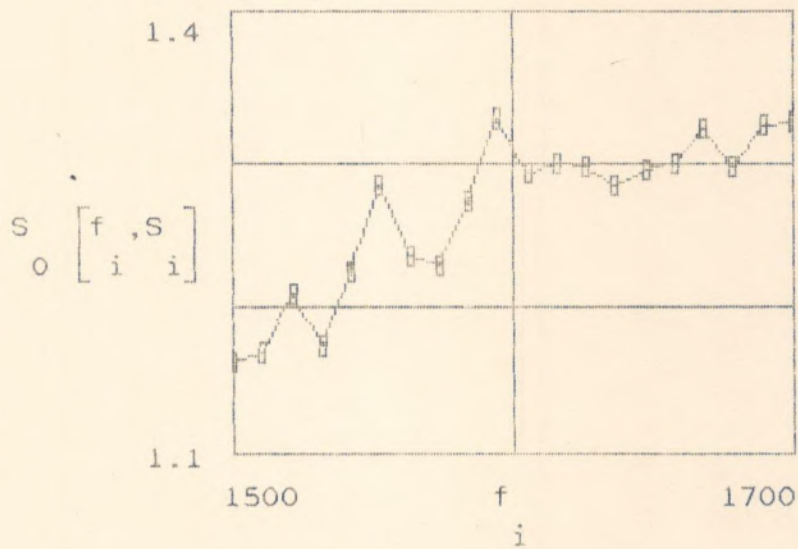
\* O canal de no. 11 será escolhido p/ normalização

# Correção do Ganho Seletivo $G(f)$

Antes da Correção



Depois da Correção





IIa. Parte:

INTERPOLAÇÃO DO VALORES DE DENSIDADE DE FLUXO P/ O ESPECTRO SOLAR

(ver GUIDICE & CASTELLI, 1971)

10. Método: Interpolação entre duas frequências:

Entrada de dados: (Fonte: Solar Geophs. Data Junho de 1989)

f	:= 1415	f	:= 2800
inicial		final	
S	:= 170	S	:= 247.2
inicial		final	

$$\sigma(f) := \frac{\ln \left[ \frac{f}{f_{\text{final}}} \right]}{\ln \left[ \frac{f_{\text{inicial}}}{f_{\text{final}}} \right]} S(f) := S_{\text{final}} \left[ \frac{S_{\text{inicial}}}{S_{\text{final}}} \right]^{\sigma(f)}$$

Resultados:

S(1500) = 176

$S \left[ \begin{matrix} f \\ 10 \end{matrix} \right] = 182$

-->  $S_m := S \left[ \begin{matrix} f \\ 10 \end{matrix} \right]$

S(1700) = 188

2o. método: A partir de uma frequência e um índice espectral esperado

$$\sigma := .6$$

$$S(f) := \left[ \begin{array}{c} f \\ \hline f \\ \text{inicial} \end{array} \right]^{\sigma} \cdot S_{\text{inicial}}$$

Resultados:

$$S(1500) = 176$$

$$S \left[ \begin{array}{c} f \\ 10 \end{array} \right] = 183 \quad \text{-->} \quad S_m := S \left[ \begin{array}{c} f \\ 10 \end{array} \right]_2$$

$$S(1700) = 190$$

$$\sigma := .5$$

$$S(f) := \left[ \begin{array}{c} f \\ \hline f \\ \text{inicial} \end{array} \right]^{\sigma} \cdot S_{\text{inicial}}$$

Resultados:

$$S(1500) = 175$$

$$S \left[ \begin{array}{c} f \\ 10 \end{array} \right] = 181 \quad \text{-->} \quad S_m := S \left[ \begin{array}{c} f \\ 10 \end{array} \right]_3$$

$$S(1700) = 186$$

Determinação de um valor médio a partir da 3 estimativas:

$$S_m := \left[ \begin{array}{c} S_m \\ 1 \\ S_m \\ 2 \\ S_m \\ 3 \end{array} \right]$$

$$\text{mean}(S_m) = 182$$

(média)

em ufs

$$\text{stdev}(S_m) = 1$$

(desvio padrão)

ufs: unidade de fluxo solar





## Agradecimentos

A minha querida esposa Debbie, que suportou comigo as dores de parto deste trabalho com carinho e paciência mesmo quando o pouco tempo livre que me restava ainda era dividido com Davi e Larissa, meus filhotes. Esta vitória também é sua

A minha orientadora, Heloisa, que me despertou para a Radioastronomia e me estimulou a cada passo. Você é uma excelente professora

Do meu amigo Guga, vulgo Fernandes, cuja orientação e a camaradagem foram fundamentais para realização deste trabalho.

Do meu colega Ronaldo Almeida que me deu um auxílio inestimável num momento de dificuldade.

Do grupo de Radioastronomia Polar do Inpe.

A todo o pessoal do OT alunos professores e funcionários. Em especial à Profa. Encarnacion pelo apoio moral e pelas caronas também.

A direção do Mast por ter facilitado o meu horário de trabalho para conclusão deste curso.

Do Dr. Osmar Favero, ex-diretor do departamento do qual tenho o prazer e o orgulho de fazer parte, o DFN.

Do meu colega Denilson "De Vito" pelas transparências.

"...Todas pessoas sempre são as marcas  
das lições diárias de outras tantas pessoas..."

Luiz Gonzaga Jr.



## 8. REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS.

CHRISTIAN, & HOGBOM, , 1980 - " *Radiotelescopes* " , 2a. Ed., Cambridge Univ. Press, Cambridge, Caps. 2 & 8.

CONWAY, R.G., KELLERMANN, K.I. & LONG, R.J., 1963 - " *The Radio Frequency Spectra of Discrete Radio Sources* ", *MNRAS*, 125: 261-284.

DICKE, R. H., 1964 - *Rev. Sci. Inst.*, 17 ,268.

DULK, G.A., 1985 - " *Radio Emission from the Sun and Stars* ", *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 23: 169-224.224.

DULK, G.A. & MARSH, K.A., 1982 - " *Simplified Expressions for the Gyrosynchrotron Radiation from Middly Relativistic Nonthermal and Thermal Electrons* ", *Ap. J.* - 259: 350-358.

FERNANDES, F.C.R., 1990 - " *Espectros em Rádio Contínuo de Fontes Extragalácticas* " , Monografia, INPE, São José dos Campos.

FERNANDES, F.C.R., 1992 - " *Espectrógrafo Decimétrico Solar de Alta Sensibilidade e Resolução: Análise Preliminar das Explosões Solares*", Dissertação de Mestrado em Ciência Espacial/Astronomia, INPE, São José dos Campos.

GOPAL-KRISHNA & SWARUP, G., 1977 - " *Spectra of compact and Extended Components of Powerful Extragalactic Radio Sources* ", *MNRAS*, 178, 265-270. 70.

GOPAL-KRISHNA & SARIPALLI, L., 1984 - " *On Spectral Aging in Lobes of Double Radio Sources* ", *Astron. Astrophys.*, 141, 61-66.

GUIDICE, D.A. & CASTELLI, J.P., 1971 - " *The Use of Extraterrestrial Radio Sources in the Measurement of Antenna Parameters* ", *IEEE Transactions on Aerospace and Electronic Systems*, vol. AES-7, No.2, pags.226-234.

HAGEN, J.P., 1957 - " *Spectra of Some Radio Sources* " em " *Radio Astronomy*, *IAU Sym. n.4* " Part II, Ed. Van de HULST, H.C., Cambridge Press, pags.142-144.

HEY, J.S., 1990 - " *The Radio Universe* ",

KELLERMAN, K.I. ,1974 - " *Radio Galaxies and Quasars* " em " *Galactic and Extragalactic Radio Astronomy* " ( Eds. Verschuur, G.L. & Kèllermann, K.I.). Spring-Verlag, New York. Cap.12:320-351. 51.

KELLERMAN, K.I. & OWEN, F.N.,1988 - " *Radio Galaxies and Quasars* " em " *Galactic and Extragalactic Radio Astronomy* " ( Eds. Verschuur, G.L. & Kellermann, K.I.). Spring-Verlag, New York. Cap.13:563-602. 02.



KRAUS, J.D., 1966 - " *Radio Astronomy* ", McGraw-Hill, New York.  
Caps. 3:59-107 & 8:295-407.

KRAUS, J.D., 1987 - " *Eletromagnetismo* ", Ed. Guanabara, Brasil.

KRÜGER, A., 1979 - " *Introduction to Solar Radio Astronomy and Radio Physics* ", D.Reidel Publ. Co.

KUNDU, M. R., 1965 - " *Solar Radio Astronomy* ", John Wiley & Sons Publ., USA.

LANG, K. , 1980 - " *Astrophysical Formulae* " - Spring-Verlag.

MACEDO, H. , 1979 - " *Dicionário de Física* " , Ed. Nova Fronteira, Rio.

McLEAN, D.J. & LABRUM, N.R., 1985 - " *Solar Astrophysics* ", Cambridge Press, USA.

MEEKS, M.L., 1976 - " *Methods of Experimental Physics* ", Vol. 12, *Astrophysics, part b: Radio Telescopes, Sec.1.5.*

MURDOCH, H.S., 1976 - " *Radio Spectra for Sources Selected at 408 Mhz* ", *MNRAS*, 177, 441-462.

NYQUIST, H., 1928 - " Terminal Agitation of Electric Charge in Conductors ", *Phys. Rev.*, 32 , 110-113.

PACHOLCZYK, A.G., 1970 - " Radio Astrophysics, nonthermal process in galactic and extragalactic sources ", editora, local, Cap. 6: 139-161. 161.

ROHLFS, K., 1986 - " Tools of Radio Astronomy " Spring-Verlag

SOLAR GEOPHYSICAL DATA, 1989 - n 539 PI JUL, NOAA.

SOLAR GEOPHYSICAL DATA, 1992 - n 571 PI MAR, NOAA.

TIRION, W., 1990 - " Sky Catalogue 2000.0 ", Sky Publishing.

VERSCHUUR, G. L., 1974 - " The Invisible Universe ", English Univ. Press, UK.

ZOMBECK, M.V., 1990 - " Handbook of Space Astronomy and Astrophysics" , 2a. Ed., Cambridge Univ. Press, N.Y.