

Departament de Física de l'Atmosfera,
Astronomia i Astrofísica
Facultat de Física
Universitat de Barcelona

OBSERVACIÓ RADIOMÈTRICA DE RADIOESTRELLES

Memòria presentada per
Josep Maria Paredes i Poy
per optar al Grau de
Doctor en Ciències Físiques



A Margarita

Index

1. INTRODUCCIÓ.....	1
2. SELECCIÓ DE RADIOESTRELLES.....	7
3. REALITZACIÓ DE LES OBSERVACIONS	
3.1 Introducció	11
3.2 Tècniques d'observació	12
3.3 Apuntat	16
4. REDUCCIÓ DE LES OBSERVACIONS	
4.1 Confusió	21
4.2 Correcció de l'eficiència	22
4.3 Reducció observacions ON-OFF	23
4.4 Reducció observacions escombrats	25
5. OBSERVACIÓ D'EMISSORS TÈRMICS	
5.1 Generalitats	30
5.2 Resultats	31
6. OBSERVACIÓ D'EMISSORS NO TÈRMICS	
6.1 Generalitats	36
6.2 Resultats	36
7. OBSERVACIÓ DE RSCVN I ALGOL	
7.1 Generalitats	44
7.2 Resultats i determinació de paràmetres físics	48
7.4 Discussió	57

8. ESTUDI DE LSI+61°303	
8.1 Introducció	59
8.2 Observacions ràdio	60
8.3 Observacions fotomètriques	
8.3.1 C.A.H.A.	64
8.3.2 La Palma	65
8.4 Variació òptica	66
8.5 Determinació de paràmetres físics	
8.5.1 Classificació espectral	70
8.5.2 Determinació del radi i de la temperatura efectiva	73
8.5.3 Lluminositat	76
8.6 Model per explicar la variabilitat òptica de LSI+61°303	
8.6.1 Introducció	78
8.6.2 Deformacions de la primària	78
8.6.3 Discussió paràmetres obtinguts .	97
 9. CONCLUSIONS	 100
 APÈNDIX	 103
 REFERÈNCIES	 105

1. INTRODUCCIÓ

En aquest treball es presenta l'estudi realitzat, des de l'any 1982, d'un grup d'estrelles que tenen com a característica comuna l'emissió ràdio. Aquestes estrelles, que anomenarem radioestrelles, i entre les quals no incloem els púlsars ja que tenen unes característiques molt diferents, tenen una història relativament recent, la qual cosa, unit a la poca intensitat de les seves emissions, així com a l'alta variabilitat que mostren, fan que se'n posseixi escassa informació.

El Sol fou la primera estrella a la qual se li va detectar emissió ràdio. Les primeres deteccions van ser realitzades l'any 1942, en plena Guerra Mundial, però no van ser publicades fins l'acabament d'aquesta (Hey, 1946; Southworth, 1945). A principis dels anys 50, quasi totes les radiofonts conegudes eren anomenades, de forma errònia, radioestrelles. Algunes d'aquestes radiofonts estaven associades a objectes com la Nebulosa del Cranc o la d'Orió i d'altres radiofonts no tenien una associació a cap objecte òptic determinat ja que les mesures radioastronòmiques no permetien obtenir posicions de les fonts amb la precisió suficient per comparar-les amb les posicions donades per les fotografies.

Observacions realitzades per mitjà d'ocultacions lunars (Hazard et al., 1963) van mostrar que algunes radiofonts apareixien localitzades a la posició d'estrelles molt blaves. El nom de radioestrelles va tornar a fer-se sentir, però ara sabem que aquests objectes no eren radioestrelles sinó quàsars.

A finals de la dècada dels anys 60, es van publicar possibles deteccions de radioemissió associades a estrelles (Betelgeuse, per Kellermann i Pauliny-Toth, 1966 ; π Aurigae, per Seaquist, 1967 ; Sco X-1, per Andrew i Purton, 1968). Ara bé, aquests resultats produïen escepticisme entre la comunitat

científica i eren associats a problemes de confusió o de l'equip d'observació. Les raons per les quals es produïa aquesta desconfiança envers les deteccions venien donades bàsicament pel baix nivell d'emissió i per la irrepetibilitat de l'experiment, és a dir, les emissions detectades en algunes estrelles per uns observadors, no eren detectades per d'altres (avui dia sabem que l'emissió ràdio de les estrelles és altament variable).

Lovell (1969), basant-se en l'analogia existent entre les estrelles fulgurants i les fulguracions solars, les quals van acompanyades d'una emissió intensa ràdio no tèrmica, va emprendre una recerca sistemàtica, durant moltes sessions d'observació, de possible emissió ràdio d'estrelles fulgurants. Els seus esforços van tenir resultats positius, puix que va trobar casos que mostraven que hi havia emissió simultània de fulguracions òptiques i ràdio (UV Ceti, YZ Canis Minoris i V371 Orionis).

Es podria dir, per tant, que la primera detecció d'emissió ràdio associada a una estrella (excepte el cas del Sol) i acceptada per la comunitat científica és deguda a Lovell.

A l'any 1970, es van realitzar observacions d'un seguit d'estrelles conegudes (Antares, Betelgeuse, Aldebaran ..) amb l'interferòmetre del National Radioastronomical Observatory (NRAO) detectant-se emissió en algunes d'elles (Wade i Hjellming, 1971). Aquestes deteccions, lliures de confusió, van confirmar definitivament l'existència d'emissió ràdio associada a estrelles.

Actualment existeix un catàleg de radioestrelles (Wendker, 1982) que conté un total de 150 objectes detectats com a mínim una vegada i 850 d'observats i no detectats. Per a les estrelles detectades, el catàleg indica el flux obtingut i la freqüència d'observació. Per a les no detectades, dóna un límit superior pel flux. Els fluxos mostrats pel catàleg, és a dir, els resultats de totes les observacions radiomètriques realitzades a objectes estel.lars fins l'any 1982, ens permeten fer diverses consideracions. En primer lloc, en el grup d'objectes detectats apareixen molts casos en què una estrella que ha estat detectada alguna vegada, no ho ha estat en altres

ocasions. Això implica que les radioestrelles presenten emissió ràdio molt variable. Aquesta emissió ràdio variable, juntament amb els baixos nivells d'emissió amb què emeten les estrelles, fa que el nombre d'estrelles detectades sigui pobre respecte de les observades. Es veu, per tant, que el problema que presenta l'observació de les radioestrelles ve donat per l'alta variabilitat de la seva emissió i per la poca intensitat d'aquesta.

La informació de què es disposa per a les radioestrelles detectades està limitada al valor del flux obtingut per a una determinada freqüència. En els casos que hagi estat detectada a altres freqüències, els valors dels fluxos obtinguts no permeten calcular l'índex espectral puix que les mesures (en general) no han estat fetes simultàniament per a les diverses freqüències i el nivell d'emissió varia d'una observació a l'altra.

La compilació de resultats observacionals fins l'any 1982 de radioestrelles (Wendker, 1982) no contempla determinacions del grau de polarització. Hi ha poques observacions que hagin determinat el grau de polarització i això fa difícil contrastar les previsions dels models teòrics del mecanisme d'emissió amb els resultats observacionals.

Les radioestrelles, des del punt de vista astrofísic, tenen un interès especial perquè representen una nova font d'informació (ràdio en aquest cas) sobre els objectes estel·lars. Obtenir les màximes determinacions possibles del flux, per tal de conèixer la variabilitat i la intensitat de l'emissió, així com conèixer l'índex espectral i el grau de polarització per tal de contrastar-los amb els models existents i treure'n informació, són objectius bàsics per ajudar a comprendre el fenomen de l'emissió ràdio de les estrelles.

De totes les radioestrelles conegudes, només n'hi ha dues que tenen periodicitat ràdio (excepte els púlsars). Una d'elles és LSI+61°303 (Taylor i Gregory, 1982, 1984; Coe et al., 1983) (l'altra és Cir X-1, situada a l'hemisferi Sud); Haynes et al., 1980), la qual també presenta emissió en raigs X (Bignami et al., 1981), i raigs gamma (Perotti et al., 1980), mentre que l'emissió a l'òptic ha estat poc estudiada (Bartolini et al., 1983). Aquesta estrella, per les

característiques esmentades abans, ha estat objecte d'un estudi especial tant des del punt de vista ràdio com del fotomètric (Paredes i Figueras, 1986; Paredes, 1986).

Les radioestrelles, a més del seu interès astrofísic, tenen un interès relevant des del punt de vista astromètric. La raó per la qual tenen importància astromètrica és que les radioestrelles són els objectes idonis per fer el lligam entre el sistema de referència Hipparcos i el sistema de referència basat en les posicions d'objectes extragalàctics obtingudes mitjançant interferometria de molt llarga base (VLBI) (Froeschlé i Kovalewsky, 1982). El sistema de referència Hipparcos estarà basat en les 100000 estrelles de magnitud visual més petita que 13 que observarà el satèl·lit astromètric Hipparcos de l'Agència Espacial Europea i de les quals es coneixerà la posició i el moviment propi amb una precisió de 0".002 i 0".002 per any respectivament (ESA, 1979). La idoneïtat de les radioestrelles per fer el lligam dels sistemes de referència ve donada perquè són objectes comuns a tots dos sistemes (sempre que la radioestrella tingui magnitud visual menor que 13 i emeti més de 15 mJy a les freqüències d'observació VLBI).

Tenint en compte l'alt interès astrofísic de les radioestrelles, així com el paper fonamental que tenen per lligar els sistemes de referència Hipparcos-VLBI, l'any 1982 es va començar, dintre del Grup Hipparcos del Departament, la tasca de realitzar observacions de radioestrelles a 3.6 cm (banda X, 8.4 GHz) i 13.1 cm (banda S, 2.3 GHz) simultàniament, o fer observacions a 3.6 cm amb mesures de polarització circular a dretes i a esquerres simultàniament, amb la finalitat de determinar fluxos i índexs espectrals o graus de polarització circular.

Com que el temps concedit per realitzar observacions és limitat, ha estat necessari centrar els esforços observacionals en un nombre reduït d'objectes. La conseqüència d'aquest fet ha estat la construcció d'una llista constituïda per aquelles radioestrelles que fossin més interessants d'observar, tant pel seu interès astrofísic com astromètric.

Les observacions realitzades durant l'any 1982, 1983 i part del 1984 han estat realitzades simultàniament a 3.6 i 13.1

cm., les quals han permès calcular l'índex espectral en els casos que hagués hagut detecció a les dues longituds d'ona (Estalella, Paredes i Rius, 1983; Torra et al., 1984).

Per tal d'evitar resultats equívocs per problemes de confusió, i tenint en compte l'interès que té l'estudi del grau de polarització, les observacions realitzades posteriorment es van realitzar a 8.4 GHz i amb polarització circular a dretes i a esquerres (Estalella, Paredes i Rius, 1985; Paredes, Estalella i Rius, 1986; Torra et al., 1986).

La memòria d'aquest treball es presenta dividida en nou apartats. A l'apartat segon es donen els criteris seguits per fer una selecció de les estrelles més interessants a observar.

L'apartat 3 presenta les tècniques observacionals que s'han emprat per realitzar les observacions, així com el problema de l'apuntat de l'antena i la solució que s'ha donat per solventar-lo.

A l'apartat 4 es fa una estimació dels valors de la confusió que es tenen per a les nostres freqüències observacionals i s'explica la manera de fer les correccions d'eficiència. Es mostra també el procés de reducció seguit per a les dues tècniques observacionals emprades.

Als tres apartats següents (5, 6 i 7) es donen els resultats obtinguts de les radioestrelles observades, dividides en tres grups diferents. La divisió de les radioestrelles observades en tres grups, ve donada pel mecanisme d'emissió (tèrmic i no tèrmic, apartat 5 i 6 respectivament) i per l'interès astrofísic i astromètric (sistemes RSCVn i Algol, apartat 7).

L'apartat 8 està dedicat a la radioestrella periòdica LSI+61°303. Es presenten els resultats de les observacions ràdio i de les observacions fotomètriques. Els resultats ràdio estan d'acord amb la periodicitat que estava establerta, mentre que els resultats fotomètrics mostren una variació que no havia estat mai observada. Per intentar explicar la variació fotomètrica, s'ha desenvolupat un model, el qual presentem en aquest apartat. També es presenta un estudi realitzat per tal d'obtenir paràmetres físics de

l'estrella.

Finalment, es presenten les conclusions (apartat 9) i la bibliografia.

Agraeixo a tots els membres d'aquest Departament i al seu Director, Juan J. de Orús, l'ajuda prestada en l'elaboració d'aquest treball. De forma molt especial al Dr. Robert Estalella, que ha estat el director, per haver-me'l proposat i enriquit amb constants consells i orientacions. Al personal de l'Estación Espacial de Madrid, i de manera especial, tant professionalment com personalment, a Antoni Rius per les atencions i ajuda rebudes al llarg de les diferents sessions d'observació. També agraeixo al grup Hipparcos del Departament haver-me donat l'oportunitat de poder realitzar observacions fotomètriques durant una campanya d'observació d'estrelles Hipparcos, així com a Jordi Torra i Jorge Nuñez per l'observació realitzada a La Palma. A Victor Reglero, de la Universitat de València també li quedo agraït pel seu ajut en facilitar-me el programa WINK. Dono les gràcies a Carme Jordi pel seu ajut en la correcció del text.

2. SELECCIÓ DE RADIOESTRELLES

El conjunt de radioestrelles que s'ha considerat al programa observacional és el resultat d'una selecció entre les 95 radioestrelles d'una versió actualitzada de la llista de Walter (Walter, 1977), la qual està extreta del catàleg de Wendker. Per tal de dur a terme aquesta selecció, es van aplicar criteris d'observabilitat, tant ràdio com òptica. Obviament, aquelles estrelles que tenen declinació més petita que -35 graus, i per tant no observables des de la nostra latitud, van ser eliminades.

El principal criteri per a la selecció de radioestrelles ha estat que fossin observables per Hipparcos. Estrelles de magnitud visual més petita o igual que 13 s'han inclòs a la llista encara que s'ha de tenir en compte que la precisió esperada per Hipparcos disminueix per a magnituds més grans que 11 (ESA, 1979). També s'han considerat les limitacions d'observació per a Hipparcos d'estrelles dobles amb separacions angulars entre $0''.6$ i $20''$ i una diferència de magnitud més petita que 3.5 (ESA, 1979; Bacchus, 1982), la qual cosa ha fet que algunes estrelles hagin estat eliminades. Un altre criteri de selecció ha estat eliminar totes les estrelles amb una estructura ràdio clarament extensa, com és el cas de les radionoves.

La llista final adoptada té 69 radioestrelles. En aquesta llista queden incloses les estrelles de la llista d'estrelles astromètriques donada per de Vegt (1982) amb declinacions més grans que -35 graus i magnituds menors que 13, excepte SS433. Inclou també totes les estrelles proposades per Lestrade (1982) per fer observacions de VLBI astromètriques, excepte Proxima Centauri, no visible des de la nostra latitud. El grup de 30 radioestrelles òptimes observables per Hipparcos donada per Walter (1982) és un subgrup de la llista final. Les observacions realitzades durant l'any 1982 i el 1983 han estat fetes sobre estrelles d'aquesta llista.

Posteriorment, per l'elevat nombre d'objectes que hi havia a la llista i per la disponibilitat limitada de temps d'observació, es van treure de la llista les estrelles de magnitud més gran que 11, així com dues estrelles que estaven en una zona de molta confusió (Cyg OB2-5 i Cyg OB-8A), quedant un total de 54 estrelles.

Aquest grup de 54 radioestrelles ha estat acceptat (Argue, 1984; 1985) per formar part del catàleg d'entrada d'estrelles a observar per Hipparcos (Hipparcos Proposal No. 114). A la taula 2.1 hi ha la llista d'aquestes 54 radioestrelles.

Coord. 1950.0	Nom	Magnitud	Periode (dies)	Refer.
000128.5 +615638	DM+61 2585	8.5		S
001224.1 +083236	UU Psc	5.9-5.99P	0.8417	K
011418.6 +063254	UV Psc	9.6-10.5P	0.86	K
012251.4 +231508	HR 407	6.1V		S
023640.6 +610054	LSI+61°303	10.7V		T
025939.7 +035341	92 Alpha Cet	2.8V		S
030454.3 +404552	β Per	2.2-3.5V	2.8637	K
031007.4 +592238	CC Cas	7.39-7.54P	3.3690	K
032333.1 +283232	UX Ari	6.5V		S
033413.1 +002531	HR 1099	6.01V		B
041050.1 +100512	BD+09 549	6.2V		S
041428.4 +501029	b Per	4.60-4.66P	1.5273	K
044546.3 +183740	BD+18 734	6.8V		S
044903.8 +661539	9 Alpha Cam	4.3V		F
053340.5 -011356	46 Eps Ori	1.7V		S
053814.0 -015803	Zeta Ori	2.0V		S
053831.7 -024429	BD-2 1344	8.5V		S
055227.8 +072358	Alpha Ori	0.4-130V	2070	K
055613.3 +455604	π Aur	4.6V		S
061553.5 +151809	MWC 137	11P		W
074011.3 +290022	Sigma Gem	4.17V		B
075832.1 +572451	54 Cam	6.4V		I
085734.0 -273710	TY Pyx	7.20-7.80P	1.5992	K
094452.2 +113942	R Leo	5.40-10.50V	311.57	K
123121.4 +700348	Kap Dra	3.9V		S
130817.8 +361201	RS CVn	8.4-9.9P	4.7979	K
133233.9 +372616	HR 5110	4.95V		B
135351.8 +260946	ZZ Boo	7.0-7.8P	4.9917	K
145208.0 +161825	DM+16 2708	10.2V		G
161248.2 +335902	Sig CrB A	5.8V		B
162620.2 -261922	Alpha Sco B	5.2V		B
180048.4 -242149	9 Sgr	5.97V		B
182242.7 -124309	RY Sct	9.70-10.30	11.1249	K

184642.0	-235343	V 1216 Sgr	10.10-10.50V		K
184813.9	+331812	β Lyr	3.4-4.3P	12.9079	K
185303.0	+082018	V 1258 Aql	10.07V		G
190357.6	+080909	R Aql	5.7-12		K
193941.4	+163733	HM Sge	6P		W
195628.9	+350354	Cyg X-1	8.6V		S
201017.1	+381215	HD 192163	7.4V		S
201556.5	+375235	P Cyg	3.0-6.0V		K
201846.7	+434143	HD 193793	6.8P		A
203843.7	-323635	AT Mic B	10.9V		G
214836.1	+122328	AG Peg	6.00-9.40V		K
215928.6	+433856	RT Lac	10-10.70P	5.0740	K
220639.4	+452946	AR Lac	6.87-7.69P	1.9832	K
223601.3	-205248	DM-21 6267	9.1V		G
224205.6	+551935	BD+54 2846	8.8V		S
224440.0	+440436	EV Lac	6P		W
225034.4	+163431	HD 216489	5.7V		S
225758.2	+564037	HR 8752	5.5V		S
231050.5	+022410	SZ Psc	8.02-8.69B	3.9664	K
233506.5	+461114	Lambda And	4.90-5.29P	54	K
235229.0	+282118	II Peg	7.3V		S

- A : AGK3
 B : Catalogue of Bright Stars
 F : FK4 (Morin)
 G : Gliese - Catalogue of Nearby Stars
 I : IAU Progres Report, Com.24
 K : Kukarkin - Catalogue of Variable Stars
 S : SAO
 T : Bartolini et al. (1983)
 W : Walter (1977)

Taula 2.1 : Llista de radioestrelles a observar per Hipparcos
(Proposal No. 114).

3. REALITZACIÓ DE LES OBSERVACIONS

3.1 Introducció

Les observacions han estat dutes a terme a l'Estació Espacial de Madrid (Robledo de Chavela), utilitzant l'antena de 64 m de diàmetre de la NASA Deep Space Network (DSS 63). Les freqüències a les que s'han fet les observacions són 2290 MHz (banda S, 13.1 cm) i 8420 MHz (banda X, 3.6 cm). L'antena disposa d'un sistema d'alimentació ("reflex-feed") dual a banda S i X (Rusch, 1976) que juntament amb el sistema MDA/NAR (Computer Metric Data Assembly/ Noise Adding Radiometer) (Madrid DSCC, 1980) han permès fer observacions simultànies a banda S i banda X, o a banda X amb polarització circular a dretes i polarització circular a esquerres.

El receptor disposa de preamplificador màser de molt baix soroll, amb una amplada de banda de 40 MHz i temperatura del sistema de l'ordre de 20 K, que unit a la utilització del radiòmetre d'addició de soroll (NAR), que permet estabilitzar el guany, fa que es pugui obtenir suficient sensibilitat per poder detectar objectes dèbils en un temps raonable d'observació.

Des del 1982, any en què es van començar a realitzar les observacions, s'han obtingut 18 períodes d'observació, tenint cada període d'observació una durada, en promig, de cinc hores de temps útil. Les sessions d'observació han estat distribuïdes al llarg de cada any, excepte l'any 1985 en què no es va realitzar cap observació ja que l'antena no va estar operativa com a conseqüència d'una remodelació de l'Estació Espacial. El temps d'observació ha estat concedit sota el concepte de "Host Country", segons els convenis entre INTA i NASA.

3.2 Tècniques d'observació

Bàsicament hi ha dues tècniques d'observació per determinar fluxos de radiofonts amb una única antena : ON-OFF i escombrats ("scans"). Totes dues, amb diverses modificacions que s'han anat fent al llarg dels períodes observacionals per tal d'adaptar-se als canvis sorgits en el control de l'antena, s'han utilitzat per dur a terme les observacions. El fet d'utilitzar una o l'altra ha vingut donat pels problemes sorgits durant diverses sessions d'observació.

La tècnica ON-OFF és interessant per tal d'obtenir una bona sensibilitat amb un temps relativament curt d'observació, però presenta problemes per la incertesa que es té quan s'observa el fons i també perquè els problemes d'apuntat tenen més repercusió en aquesta tècnica. Aquests problemes són menys greus quan es fan observacions utilitzant la tècnica dels escombrats, però alhora aquesta tècnica requereix molt més temps d'observació que la ON-OFF per obtenir la mateixa sensibilitat.

Descrivim a continuació cada una d'aquestes tècniques :

ON-OFF

El procediment d'observació consisteix en la realització de mesures sobre la font (ON) i fora de la font (OFF). La seqüència que es segueix és " + 00' - ", indicant "0" i "0'" que són sobre la font i "+", "-", que són fora d'ella. Les mesures "+" i "0" consecutives estan preses sobre el mateix interval d'angle horari, així com "0'" i "-".

La finalitat que es persegueix realitzant les mesures ON i OFF sobre el mateix interval d'angle horari (i per tant d'altura i d'azimut) és que s'eliminen els errors deguts a les variacions de temperatura del sistema amb la variació d'altura de l'antena i a les variacions de l'atenuació de l'atmosfera.

El temps que l'antena és a cada posició sobre la font o fora d'ella és de 40 segons, i es deixen 20 segons pel

moviment de l'antena entre aquestes posicions. El camp de comparació s'agafa a 0.250° de la font, distància suficient perquè la font quedi fora del feix de l'antena quan s'apunta al fons. L'observació de cada radioestrella es compon de 4 o 5 seqüències consecutives, amb una durada total de 18m 20s o 23m 00s. Els moviments de l'antena estan automatitzats mitjançant un software local.

A continuació presentem una estimació teòrica de la sensibilitat que s'obté utilitzant aquesta tècnica observacional. Per a una seqüència tenim

$$T_{font} = (1/2) [(T_{on} - T_{off+}) + (T_{on'} - T_{off-})]$$

$$s_{T_{font}}^2 = (1/2) (s_{on}^2 + s_{on'}^2 + s_{off+}^2 + s_{off-}^2)^{1/2}$$

$$= 2 T_s (1 + T_s/T_{dio}) / (B \text{ tobs})^{1/2}, \quad (\text{Romero, 1978})$$

on s'ha considerat $s_{on} \cong s_{off}$

T_{font} : temperatura de la font

$s_{T_{font}}$: desviació quadràtica mitjana de la temperatura de la font

T_{on} ($T_{on'}$) : temperatura del sistema en la posició 0 (0')

T_{off} : temperatura del sistema en la posició +,-

s_{on} s_{off} : desviació quadràtica mitjana de la temperatura del sistema en la posició on i off.

T_s : temperatura del sistema

B : amplada de banda (40 MHz)

tobs : temps durant el qual s'om a la posició 0 (40 segons)

T_{dio} : temperatura de soroll del diode del NAR

Si es promitgen N seqüències (generalment, $N=4$)

$$T_* = 1/2N \sum T_{font}$$

$$\sigma_{T_*} = s_{T_{font}} / (2N)^{1/2}$$

on T_* és la temperatura de la font i σ_{T_*} és l'error amb què s'obté aquesta temperatura.

Per a valors típics a banda S i banda X,

	T_s	T_{dio}	Sensibilitat
banda S	20 K	36 K	0.70 K/Jy
banda X	30 K	59 K	0.55 K/Jy

obtenim

	σ_{T_*} (mK)	σ_{S_*} (mJy)
banda S	0.56	0.8
banda X	0.82	1.5

on hem passat de temperatura a flux (S) aplicant els valors de la sensibilitat habituals a l'antena.

Aquesta estimació és teòrica, ja que s'ha de tenir en compte la contribució de la confusió, i com veurem a l'apartat 4.1, per a banda S val 14 mJy i per a banda X val 1 mJy, la qual cosa fa que la sensibilitat a banda S quedi limitada per la confusió.

Escombrats

Bàsicament la tècnica dels escombrats consisteix en fer passades amb l'antena per sobre la font. Aquestes passades poden ser en angle horari o en declinació. En el nostre cas, es situa l'antena un interval d'angle horari davant de la font i se la manté aturada de manera que la font passi pel feix de l'antena amb velocitat sidèria.

A les observacions realitzades per nosaltres s'ha prè com a durada d'un escombrat un temps de 3 minuts, ja que per ser realitzades a banda S, l'amplada del feix a mitja potència meitat (HPBW) és 0.140° i és necessari que la longitud de l'escombrat sigui algunes vegades més gran que HPBW.

La sensibilitat que s'obté amb aquesta tècnica és pitjor que pel mètode ON-OFF, en el sentit que per a un mateix temps d'observació, amb la tècnica dels escombrats estem menys temps integrant sobre la font que amb la tècnica ON-OFF. Fem a continuació una estimació de la sensibilitat que podem obtenir, considerant la possibilitat de fer observacions a banda X (amb dos canals) o a banda S (també amb dos canals) :

$$\sigma_{T_*} = 2 T_s (1 + T_s/T_{dio}) / (B \cdot \tau \cdot nsc \cdot nc)^{1/2}$$

on

σ_{T_*} : desviació quadràtica mitjana de la temperatura del sistema

nsc : nombre d'escombrats

nc : nombre de canals (1 o 2)

tau : temps d'escombrat d'un feix (9 segons a banda X i 33 segons a banda S)

T_s , T_{dio} , B : prenem valors habituals (indicats anteriorment)

nsc	nc	<u>banda S</u>		<u>banda X</u>	
		σ_{T_*} (mK)	σ_{S_*} (mJy)	σ_{T_*} (mK)	σ_{S_*} (mJy)
6	1	0.70	1.0	1.95	3.51
	2	0.49	0.7	1.38	2.47
12	1	0.49	0.7	1.38	2.47
	2	0.35	0.5	0.97	1.74
18	1	0.40	0.6	1.12	2.03
	2	0.29	0.4	0.79	1.44

3.3 Apuntat

L'antena, per diversos factors que afecten la seva estructura (eixos d'elevació o d'azimut lleugerament desviats de la seva posició correcta, dilatacions,...), perd precisió en el seu apuntat, essent aquesta falta de precisió més o menys greu segons la zona del cel on s'apunti. Aquesta falta de precisió a l'apuntat afecta de forma més notòria a les observacions realitzades a freqüències més altes. L'amplada a potència meitat del feix de l'antena (HPBW), que per a les nostres freqüències d'observació val 0.140° a 2.3 GHz i 0.038° a 8.4 GHz, ens dóna idea de la precisió que podem tenir quan fem l'apuntat d'una radiofont. Si l'error quan fem l'apuntat d'una radiofont és més gran que el valor del HPBW, no observarem la radiofont. Si l'error de l'apuntat és més petit que el HPBW, quan observem la radiofont rebrem només una part de la seva emissió, mentre que quan l'error a l'apuntat sigui zero rebrem tota l'emissió. El problema de la falta de precisió a l'apuntat afecta de manera especial a les fonts febles perquè un error d'apuntat dóna lloc a que només es rebi una fracció del flux emès per la font, i si aquesta és feble pot ocórrer que la fracció del flux que es capti no sigui suficient per detectar-la.

La manera de minimitzar el problema causat per la falta de precisió de l'apuntat és construir un model que ens doni, en funció de l'altura i de l'azimut, la correcció que hem de donar a l'antena perquè apunti correctament. El model d'apuntat consisteix essencialment en considerar una expressió que permeti calcular els increments necessaris per centrar la radiofont, donada la seva posició al cel. La fórmula conté termes que descriuen els defectes que hi ha a l'antena i que afectaran a l'apuntat.

El model d'apuntat ha anat canviant durant els anys degut a modificacions en el sistema d'apuntat i en els codificadors i estructura de l'antena. El model que s'ha utilitzat per a la nostra antena fins l'any 1985 està basat en el de Stumpff (1972), al qual li hem afegit un terme lineal amb l'azimut per un error d'escala al codificador de l'azimut.

El model és,

$$\cos h \cdot \Delta a = P_1 + P_2 \cos h + P_3 \sin h + P_4 \sin h \cos a + \\ + P_5 \sin h \sin a + P_6 \sin a + P_{10} a \cos h / 360$$

$$\Delta h = P_7 + P_8 \cos h + P_6 \sin h \cos a - P_4 \sin a + \\ + P_5 \cos a + P_9 \cot h$$

on a és l'azimut, h és l'altura i els increments venen donats en mil.lèssimes de grau.

El significat de cadascun d'aquests paràmetres és :

Paràmetre	a	h	Significat	Comentari
P ₁	x		Error colimació azimut	Ajust subreflec.
P ₂	x		Error de zero en azimut	Ajust mecànic
P ₃	x		Eix d'elevació tort	
P ₄	x	x	Eix d'azimut inclinat(Est-Oest)	
P ₅	x	x	Eix d'azimut inclinat(Nord-Sud)	
P ₆	x	x		
P ₇		x	Error de zero en elevació i error colimació en azimut	Subreflector i ajust mecànic
P ₈		x	Error deflexió gravitac.	
P ₉		x	Model refracció	Software APS
P ₁₀	x		Error d'escala al codificador azimut	Fix = -17

Per determinar el valor d'aquests paràmetres, es fan servir els valors de les correccions d'apuntat obtingudes a través d'observacions de algunes radiofonts, amb flux i posició ben determinades, realitzades independentment a l'Estació. Amb aquestes dades, es fa un ajust de les expressions que defineixen el model pel mètode dels mínims quadrats per tal d'obtenir el valor dels paràmetres a excepció de P₁₀. Aquest procés s'ha hagut de repetir cada cop

que s'han modificat les característiques de l'antena.

Com a exemple del procés seguit fins a finals de 1985, tenim que la solució obtinguda, amb els errors, és :

P ₁	P ₂	P ₃	P ₄	P ₅	P ₆	P ₇	P ₈	P ₉	P ₁₀
25.50	-10.44	-9.68	6.90	-6.04	5.34	19.21	4.56	2.26	-17.00
+11.82	9.06	8.82	0.83	1.73	1.65	2.78	5.41	1.08	0.00

Amb els valors obtinguts dels paràmetres, es crea una taula de correccions d'apuntat que cal fer a l'azimut i un altra per l'altura en funció de l'azimut i l'altura. Els valors d'aquestes taules (Taula 3.1 i Taula 3.2) són els que s'han fet servir quan s'ha realitzat una observació. Els errors amb els quals s'han determinat els valors d'aquestes taules, són menors o iguals que dues mil.lèssimes de grau, la qual cosa indica que els valors de les taules 3.1 i 3.2 tenen una precisió suficient tenint en compte els valors de HPBW amb què treballem.

Recentment, s'ha modificat substancialment el sistema de control de l'antena (Rius et al., 1986), la qual cosa ha fet que el model d'apuntat considerat anteriorment fós modificat, de manera que actualment té un total de 20 paràmetres per ajustar.

Offsets calculats. **** EL ****

	AZ	140.	160.	180.	200.	220.	240.	260.	280.	300.	320.	340.	360.	380.	400.	420.	440.	460.	480.	500.	520.	540.	560.	580.	600.	620.	640.	660.
EL 88	16.	18.	20.	22.	24.	26.	26.	26.	25.	23.	21.	19.	16.	14.	13.	13.	13.	14.	16.	18.	20.	22.	24.	26.	26.	26.	26.	25.
EL 86	16.	18.	20.	23.	25.	26.	27.	26.	25.	24.	21.	19.	17.	15.	13.	13.	13.	14.	16.	18.	20.	23.	25.	26.	27.	26.	25.	
EL 84	16.	18.	21.	23.	25.	26.	27.	27.	26.	24.	22.	19.	17.	15.	14.	13.	13.	14.	16.	18.	21.	23.	25.	26.	27.	27.	26.	
EL 82	16.	19.	21.	23.	25.	27.	27.	27.	26.	24.	22.	19.	17.	15.	14.	13.	14.	15.	16.	19.	21.	23.	25.	27.	27.	27.	26.	
EL 80	17.	19.	21.	23.	25.	27.	27.	27.	26.	24.	22.	20.	17.	15.	14.	13.	14.	15.	17.	19.	21.	23.	25.	27.	27.	27.	26.	
EL 78	17.	19.	21.	24.	26.	27.	28.	27.	26.	24.	22.	20.	18.	16.	14.	14.	14.	15.	17.	19.	21.	24.	26.	27.	28.	27.	26.	
EL 76	17.	19.	22.	24.	26.	27.	28.	28.	26.	25.	22.	20.	18.	16.	14.	14.	14.	15.	17.	19.	22.	24.	26.	27.	28.	28.	26.	
EL 74	17.	20.	22.	24.	26.	28.	28.	28.	27.	25.	23.	20.	18.	16.	15.	14.	14.	15.	16.	17.	20.	22.	24.	26.	28.	28.	27.	
EL 72	18.	20.	22.	25.	27.	28.	28.	28.	27.	25.	23.	20.	18.	16.	15.	14.	15.	16.	18.	20.	22.	25.	27.	28.	28.	28.	27.	
EL 70	18.	20.	23.	25.	27.	28.	29.	28.	27.	25.	23.	21.	18.	16.	15.	15.	15.	16.	18.	20.	23.	25.	27.	28.	29.	28.	27.	
EL 68	18.	20.	23.	25.	27.	28.	29.	28.	27.	25.	23.	21.	18.	17.	15.	15.	15.	16.	18.	20.	23.	25.	27.	28.	29.	28.	27.	
EL 66	19.	21.	23.	26.	27.	29.	29.	29.	27.	26.	23.	21.	19.	17.	16.	15.	15.	17.	19.	21.	23.	26.	27.	29.	29.	29.	27.	
EL 64	19.	21.	24.	26.	28.	29.	29.	29.	28.	26.	24.	21.	19.	17.	16.	15.	16.	17.	19.	21.	24.	26.	28.	29.	29.	29.	28.	
EL 62	19.	21.	24.	26.	28.	29.	30.	29.	28.	26.	24.	21.	19.	17.	16.	16.	16.	17.	19.	21.	24.	26.	28.	29.	30.	29.	28.	
EL 60	19.	22.	24.	26.	28.	29.	30.	29.	28.	26.	24.	21.	19.	17.	16.	16.	16.	18.	19.	22.	24.	26.	28.	29.	30.	29.	28.	
EL 58	20.	22.	25.	27.	29.	30.	30.	30.	28.	26.	24.	22.	19.	17.	16.	16.	17.	18.	20.	22.	25.	27.	29.	30.	30.	30.	28.	
EL 56	20.	22.	25.	27.	29.	30.	30.	30.	28.	26.	24.	22.	19.	17.	16.	16.	17.	18.	20.	22.	25.	27.	29.	30.	30.	30.	28.	
EL 54	20.	23.	25.	28.	29.	30.	31.	30.	29.	27.	24.	22.	20.	18.	17.	16.	17.	18.	20.	23.	25.	28.	29.	30.	31.	30.	29.	
EL 52	21.	23.	26.	28.	30.	31.	31.	30.	29.	27.	24.	22.	20.	18.	17.	17.	17.	19.	21.	23.	26.	28.	30.	31.	31.	30.	29.	
EL 50	21.	24.	26.	28.	30.	31.	31.	30.	29.	27.	25.	22.	20.	18.	17.	17.	18.	19.	21.	24.	26.	28.	30.	31.	31.	30.	29.	
EL 48	21.	24.	26.	29.	30.	31.	31.	31.	29.	27.	25.	22.	20.	18.	17.	17.	18.	19.	21.	24.	26.	29.	30.	31.	31.	31.	29.	
EL 46	22.	24.	27.	29.	31.	32.	32.	31.	29.	27.	25.	22.	20.	18.	17.	17.	18.	20.	22.	24.	27.	29.	31.	32.	32.	31.	29.	
EL 44	22.	25.	27.	29.	31.	32.	32.	31.	30.	27.	25.	23.	20.	19.	18.	18.	18.	20.	22.	25.	27.	29.	31.	32.	32.	31.	30.	
EL 42	23.	25.	28.	30.	31.	32.	32.	31.	30.	28.	25.	23.	20.	19.	18.	18.	19.	20.	23.	25.	28.	30.	31.	32.	32.	31.	30.	
EL 40	23.	25.	28.	30.	32.	33.	33.	32.	30.	28.	25.	23.	21.	19.	18.	18.	19.	21.	23.	25.	28.	30.	32.	33.	33.	32.	30.	
EL 38	23.	26.	28.	31.	32.	33.	33.	32.	30.	28.	25.	23.	21.	19.	18.	18.	19.	21.	23.	26.	28.	31.	32.	33.	33.	32.	30.	
EL 36	24.	26.	29.	31.	33.	33.	33.	32.	31.	28.	26.	23.	21.	19.	19.	19.	20.	21.	24.	26.	29.	31.	33.	33.	33.	32.	31.	
EL 34	24.	27.	29.	32.	33.	34.	34.	33.	31.	28.	26.	23.	21.	20.	19.	19.	20.	22.	24.	27.	29.	32.	33.	34.	34.	33.	31.	
EL 32	25.	27.	30.	32.	34.	34.	34.	33.	31.	29.	26.	23.	21.	20.	19.	19.	20.	22.	25.	27.	30.	32.	34.	34.	34.	33.	31.	
EL 30	25.	28.	30.	33.	34.	35.	34.	33.	31.	29.	26.	24.	22.	20.	19.	20.	21.	23.	25.	28.	30.	33.	34.	35.	34.	33.	31.	
EL 28	26.	28.	31.	33.	35.	35.	35.	34.	32.	29.	27.	24.	22.	20.	20.	20.	21.	23.	26.	28.	31.	33.	35.	35.	35.	34.	32.	
EL 26	26.	29.	32.	34.	35.	36.	35.	34.	32.	30.	27.	24.	22.	21.	20.	21.	22.	24.	26.	29.	32.	34.	35.	36.	35.	34.	32.	
EL 24	27.	30.	32.	34.	36.	36.	35.	32.	30.	27.	25.	22.	21.	21.	21.	21.	22.	24.	27.	30.	32.	34.	36.	36.	36.	35.	32.	
EL 22	28.	30.	33.	35.	37.	37.	37.	35.	33.	30.	28.	25.	23.	21.	21.	22.	23.	25.	28.	30.	33.	35.	37.	37.	37.	35.	33.	
EL 20	28.	31.	34.	36.	37.	38.	37.	36.	34.	31.	28.	25.	23.	22.	22.	22.	24.	26.	28.	31.	34.	36.	37.	38.	37.	36.	34.	
EL 18	29.	32.	35.	37.	38.	39.	38.	37.	34.	32.	29.	26.	24.	23.	22.	23.	24.	27.	29.	32.	35.	37.	38.	39.	38.	37.	34.	
EL 16	31.	33.	36.	38.	39.	40.	39.	37.	35.	32.	30.	27.	25.	24.	23.	24.	25.	28.	31.	33.	36.	38.	39.	40.	39.	37.	35.	
EL 14	32.	35.	37.	40.	41.	41.	40.	39.	36.	33.	31.	28.	26.	25.	24.	25.	27.	29.	32.	35.	37.	40.	41.	41.	40.	39.	36.	
EL 12	34.	37.	39.	41.	42.	43.	42.	40.	38.	35.	32.	29.	27.	26.	26.	27.	28.	31.	34.	37.	39.	41.	42.	43.	42.	40.	38.	

Taula 3.1 : Valors, en mil.lèssimes de grau, amb què s'ha d'incrementar l'elevació per tal de fer les correccions de l'apuntat de l'antena.

Offsets calculats. **** AZ ****

AZ	140	160	180	200	220	240	260	280	300	320	340	360	380	400	420	440	460	480	500	520	540	560	580	600	620	640	660
EL 88	272	243	237	255	294	350	416	484	545	592	619	623	604	563	505	437	367	304	255	226	220	238	277	333	399	467	528
EL 86	128	113	109	118	137	164	197	230	260	283	297	298	288	267	238	203	168	136	111	96	92	101	120	147	180	213	243
EL 84	80	70	67	72	85	103	124	146	166	181	189	190	183	169	149	126	102	80	63	53	50	55	68	86	107	129	149
EL 82	57	49	46	50	59	72	88	104	118	129	136	136	130	120	105	87	69	53	40	32	29	33	42	55	71	87	101
EL 80	43	36	34	36	43	54	66	78	90	99	103	104	99	90	78	64	50	36	26	19	17	19	26	37	49	61	73
EL 78	33	28	26	28	33	41	51	62	71	78	82	82	78	71	61	49	37	25	16	11	9	11	16	24	34	45	54
EL 76	27	22	20	21	26	33	41	50	58	64	67	67	63	57	48	38	27	18	10	5	3	4	9	16	24	33	41
EL 74	22	18	16	17	21	26	33	41	48	53	55	55	52	47	39	30	21	12	5	1	-1	0	4	9	16	24	31
EL 72	19	14	13	13	16	21	28	34	40	44	47	46	44	39	32	24	16	8	2	-3	-4	-4	-1	4	11	17	23
EL 70	16	12	10	11	13	18	23	29	34	38	40	39	37	33	26	19	12	5	-1	-5	-7	-6	-4	1	6	12	17
EL 68	14	10	8	8	11	14	19	24	29	32	34	34	32	27	22	15	8	2	-3	-7	-9	-9	-6	-3	2	7	12
EL 66	12	8	7	7	9	12	16	20	24	28	29	29	27	23	18	12	6	0	-5	-9	-10	-10	-8	-5	-1	3	7
EL 64	10	7	5	5	7	10	13	17	21	24	25	25	23	20	15	9	3	-2	-7	-10	-12	-12	-10	-7	-4	0	4
EL 62	9	6	4	4	5	8	11	15	18	20	22	22	20	17	12	7	2	-3	-8	-11	-13	-13	-12	-9	-6	-2	1
EL 60	8	5	3	3	4	6	9	12	15	18	19	19	17	14	10	5	0	-5	-9	-12	-14	-14	-13	-11	-8	-5	-2
EL 58	7	4	3	2	3	5	8	10	13	15	16	16	15	12	8	4	-1	-6	-10	-13	-14	-15	-14	-12	-9	-7	-4
EL 56	7	4	2	2	2	4	6	9	11	13	14	14	13	10	7	2	-2	-6	-10	-13	-15	-15	-15	-13	-11	-8	-6
EL 54	6	3	2	1	1	3	5	7	10	11	12	12	11	8	5	1	-3	-7	-11	-14	-15	-16	-16	-14	-12	-10	-7
EL 52	6	3	1	1	1	2	4	6	8	10	10	10	9	7	4	0	-4	-8	-11	-14	-16	-16	-16	-15	-13	-11	-9
EL 50	5	3	1	0	0	1	3	5	7	8	9	9	8	6	3	-1	-4	-8	-12	-14	-16	-17	-17	-16	-14	-12	-10
EL 48	5	3	1	0	0	1	2	4	5	7	8	8	7	5	2	-1	-5	-8	-12	-14	-16	-17	-17	-16	-15	-13	-12
EL 46	5	2	1	0	-1	0	1	3	4	6	6	6	5	4	1	-2	-5	-9	-12	-15	-16	-17	-18	-17	-16	-14	-13
EL 44	5	2	0	-1	-1	0	1	2	3	5	5	5	5	3	1	-2	-6	-9	-12	-15	-17	-18	-18	-17	-16	-15	-14
EL 42	5	2	0	-1	-1	-1	0	1	3	4	4	4	4	2	0	-3	-6	-9	-12	-15	-17	-18	-18	-18	-17	-16	-14
EL 40	5	2	0	-1	-1	-1	0	1	2	3	3	4	3	1	-1	-3	-6	-9	-12	-15	-17	-18	-18	-18	-17	-16	-15
EL 38	5	2	0	-1	-1	-1	-1	0	1	2	3	3	2	1	-1	-3	-6	-9	-12	-15	-17	-18	-18	-18	-18	-17	-16
EL 36	5	3	1	-1	-2	-2	-1	0	1	2	2	2	2	0	-1	-4	-6	-9	-12	-14	-16	-18	-19	-19	-19	-18	-17
EL 34	5	3	1	-1	-2	-2	-2	-1	0	1	1	1	1	0	-2	-4	-6	-9	-12	-14	-16	-18	-19	-19	-19	-18	-17
EL 32	5	3	1	-1	-2	-2	-2	-1	-1	0	1	1	1	0	-2	-4	-6	-9	-12	-14	-16	-18	-19	-19	-19	-18	-18
EL 30	5	3	1	-1	-2	-2	-2	-2	-1	0	0	0	0	-1	-2	-4	-6	-9	-12	-14	-16	-18	-19	-19	-19	-19	-18
EL 28	6	3	1	-1	-2	-2	-2	-2	-2	-1	0	0	0	-1	-2	-4	-6	-9	-11	-14	-16	-18	-19	-19	-19	-19	-19
EL 26	6	4	1	0	-2	-2	-3	-2	-2	-1	-1	0	-1	-1	-2	-4	-6	-9	-11	-13	-16	-17	-19	-19	-20	-19	-19
EL 24	6	4	2	0	-2	-2	-3	-3	-2	-2	-1	-1	-1	-1	-2	-4	-6	-8	-11	-13	-15	-17	-19	-19	-20	-20	-19
EL 22	7	4	2	0	-2	-2	-3	-3	-3	-2	-1	-1	-1	-1	-2	-4	-6	-8	-10	-13	-15	-17	-19	-19	-20	-20	-20
EL 20	7	4	2	0	-1	-2	-3	-3	-3	-2	-2	-1	-1	-2	-2	-4	-6	-8	-10	-13	-15	-17	-18	-19	-20	-20	-20
EL 18	7	5	2	0	-1	-2	-3	-3	-3	-2	-2	-1	-2	-2	-2	-4	-5	-7	-10	-12	-15	-17	-18	-19	-20	-20	-20
EL 16	8	5	3	1	-1	-2	-3	-3	-3	-3	-2	-2	-1	-2	-2	-3	-5	-7	-9	-12	-14	-16	-18	-19	-20	-20	-20
EL 14	8	6	3	1	-1	-2	-3	-3	-3	-3	-2	-2	-2	-2	-2	-3	-5	-7	-9	-11	-14	-16	-18	-19	-20	-20	-20
EL 12	9	6	4	1	-1	-2	-3	-4	-3	-3	-3	-3	-2	-2	-2	-3	-4	-6	-8	-11	-13	-16	-18	-19	-20	-21	-20

Taula 3.2 : Valors, en mil.lèssimes de grau, amb què s'ha d'incrementar l'azimut per tal de fer les correccions de l'apuntat de l'antena.

4. REDUCCIÓ DE LES OBSERVACIONS

Abans de considerar les reduccions corresponents a les tècniques d'observació emprades, tractarem un fenomen sempre existent en qualsevol observació radioastronòmica i que afecta a la màxima sensibilitat que es podrà aconseguir. Aquest fenomen és la confusió. També es tractarà la correcció d'eficiència, que afecta el guany de l'antena.

4.1 Confusió

La confusió és el soroll provocat per la suma de molts senyals procedents de fonts dèbils que s'introdueixen al feix de l'antena. Aquest fenomen sempre és present en qualsevol observació radioastronòmica, adquirint notorietat quan les observacions són realitzades amb una antena única i a freqüències baixes, i convertint-se en la causa que limita la sensibilitat que pot obtenir-se en una observació (Dickel, 1976).

A l'apèndix, s'ha fet una estimació teòrica del valor de la confusió per tal de poder-ho aplicar a les nostres observacions. L'expressió obtinguda és

$$\Delta S(\text{Jy}) = 0.17 \cdot \left(\frac{2.3}{f_{\text{GHz}}} \right)^{0.8} \cdot \frac{\Omega}{M}^{2/3} \text{ (graus}^2\text{)}$$

on f_{GHz} és la freqüència d'observació i $\frac{\Omega}{M}$ l'angle sòlid del feix principal de l'antena.

Apliquem aquesta relació per obtenir una apreciació de la confusió esperada a les nostres observacions, tenint en compte les característiques de l'antena i la freqüència d'observació :

	f (GHz)	Ω_M (graus ²)	ΔS (mJy)
banda S	2.3	0.025	14
banda X	8.4	0.0014	1

El valor de la confusió obtingut a banda X coincideix amb el valor estimat per Turégano i Klein (1980) per a l'antena de 64 m. de Goldstone (idèntica a la nostra) a la mateixa freqüència.

A banda S, Klein i Stelzried (1976) fan una estimació per a la mateixa antena de Goldstone de 17 mJy, que és un valor similar al calculat per nosaltres.

La confusió es pot mesurar experimentalment a partir de les mesures del nivell de soroll d'una sèrie de registres d'una posició donada del cel. El soroll degut a la confusió es manté constant independentment del nombre de registres que es promitgen, mentre que la contribució del soroll del receptor decreix com l'arrel quadrada del temps d'observació, o nombre de registres promitjats (Dickel, 1976).

A partir dels registres obtinguts per nosaltres a 8.4 GHz de dues radioestrelles no detectades, i aplicant les consideracions fetes anteriorment, s'ha fet una determinació de la confusió. Els valors obtinguts han estat de 4 mJy per a una de les estrelles, que està situada al pla galàctic, i 2 mJy per a l'altra, la qual està situada fora del pla galàctic.

4.2 Correcció de l'eficiència

La relació entre el flux S i la temperatura d'antena T registrada a la sortida del receptor ve donada per

$$S = \frac{2kT}{A} \cdot \eta(h)$$

on

k : constant de Boltzmann

$\eta(h)$: eficiència de l'antena en funció de l'altura

A_g : àrea geomètrica de l'obertura de l'antena

La determinació empírica de l'eficiència en funció de l'altura ha estat calculada per Turégano et al. (1980). El polinomi d'ordre dos que millor ajusta els punts empírics ve donat per

$$\eta(h) = 0.2636 + 0.7314 \cdot 10^{-2} \cdot h - 0.6688 \cdot 10^{-4} \cdot h^2$$

on h ve donada en graus.

Aquesta expressió s'ha utilitzat a la reducció de les nostres observacions per tal de fer la correcció d'eficiència. L'aplicació d'aquesta correcció és suficient en el nostre cas perquè l'error que es pot fer a la determinació del flux si no es corregeix d'eficiència és de l'ordre del 10%, la qual cosa entra dins de l'error observacional. A la figura 4.1 s'ha representat el comportament de la sensibilitat de l'antena, $A_g \cdot \eta(h)/2k$, en funció de l'altura.

4.3 Reducció observacions ON-OFF

Per a cada radioestrella observada, la densitat de flux es determina de la manera següent: de cada segment de 40 segons sobre la font es fa una estimació de la temperatura de la font calculant la diferència entre la temperatura ON i la del segment adjacent (OFF), la qual està presa sobre el mateix interval d'angle horari.

El promig de les estimacions es pren com a temperatura de la font, i l'error es troba a partir de la desviació quadràtica mitjana de les estimacions. Per a les observacions fetes a banda S s'ha de considerar la contribució de la confusió (14 mJy), de manera que l'error que s'ha assignat és la suma quadràtica mitjana de l'error observacional i del de confusió. Es considera que la font està detectada si la

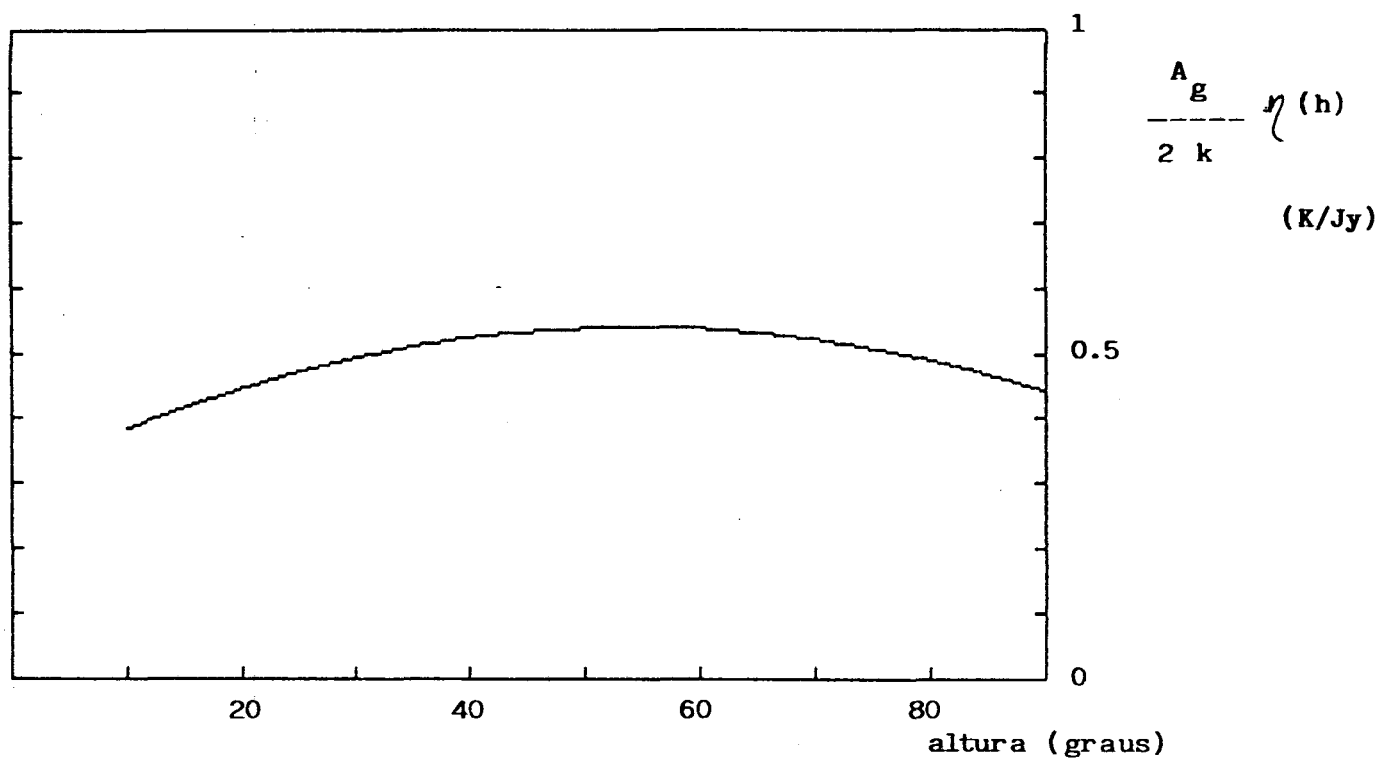


Figura 4.1 : Sensibilitat de l'antena en funció de l'altura

seva temperatura és més gran que tres vegades el seu error.

Les temperatures es transformen en densitats de flux a partir de valors de la sensibilitat trobats en calibracions realitzades en observacions prèvies (Turégano et al., 1980; Rius i Pasero, 1980) i aplicant la correcció de l'eficiència indicada a l'apartat 4.2 . Aquests valors són comprovats durant cada observació, mitjançant l'observació de calibradors potents.

A la figura 4.2 mostrem un exemple del procés de reducció d'una observació feta aplicant la tècnica ON-OFF.

4.4 Reducció observacions escombrats

La reducció de les observacions d'escombrats és més complexa que pels casos ON-OFF. En primer lloc es visualitzen tots els escombrats observats per tal de veure si apareix alguna anomalia que pugui distorsionar les dades, com per exemple interferències. En els casos en què això passa, es rebutja l'escombrat. Seguidament es promitgen tots els escombrats, amb la qual cosa s'aconsegueix un augment de la relació senyal-soroll, i s'elimina una possible deriva lineal ajustant una recta als punts corresponent a les zones on no ha d'haver-hi la font i restant aquesta recta a tots els punts.

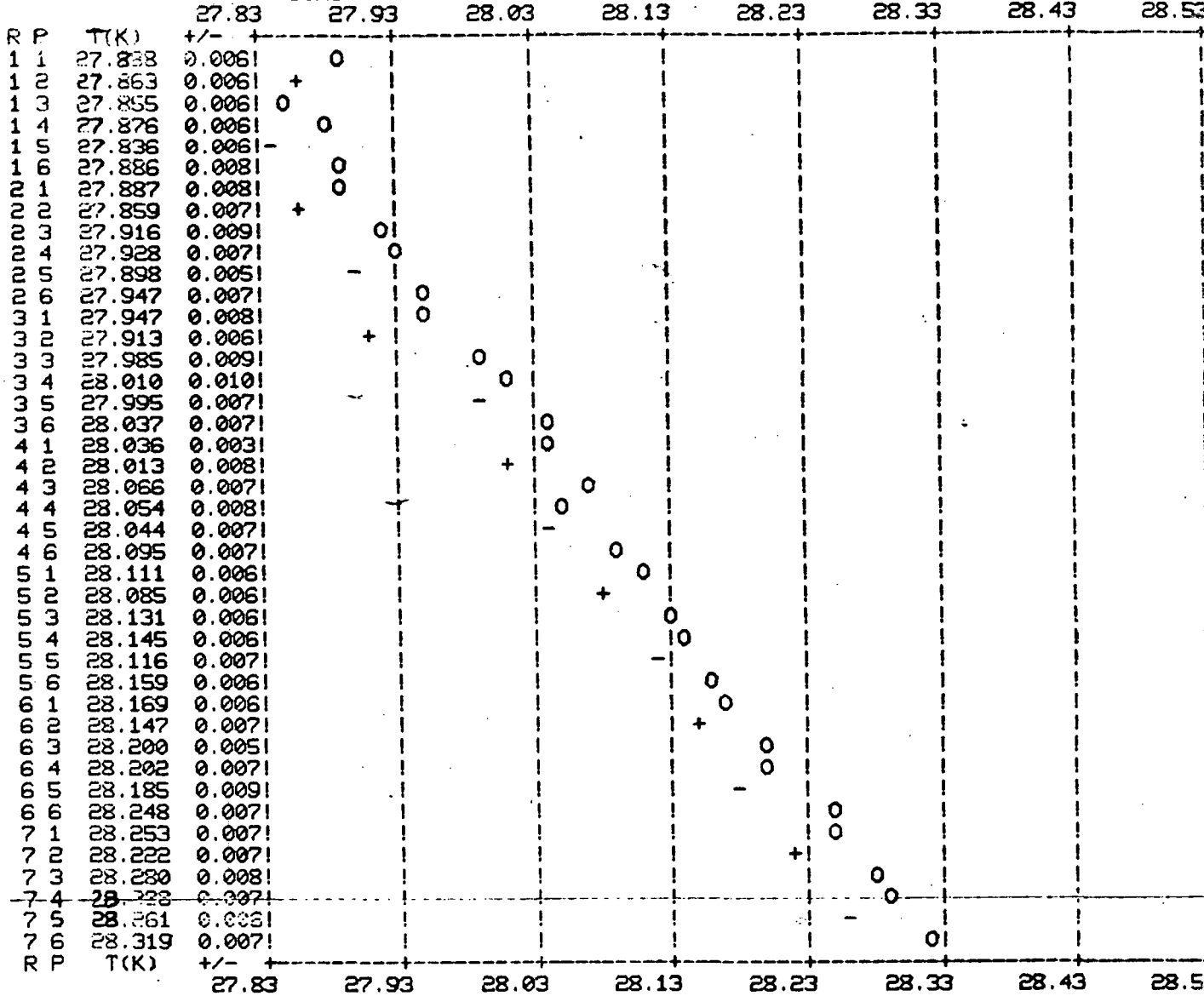
En el cas que hi hagi una possible detecció, a la part central de l'escombrat promig apareix la font, que es pot aproximar bé per una gaussiana. Com que les fonts que observem són no resoltes pel feix de l'antena, en el cas d'escombrats siderals l'amplada de la gaussiana ha de ser

$$\text{sig} = \text{HPBW} / \cos \delta \cdot (8 \cdot \ln 2)^{1/2}$$
, on δ és la declinació de la font.

L'altura de la gaussiana ens dona la temperatura de la font i per tant el flux que rebem. La gaussiana, si és deguda a una radiofont no resolta, a més de l'amplada a potència meitat indicada anteriorment, ha d'estar centrada al punt mig de l'escombrat, admetent que pugui estar lleugerament desplaçada per errors d'apuntat.

Per poder obtenir l'altura exacta de la gaussiana, així com comprovar que l'amplada és la correcta i que està ben centrada, s'ajusta una gaussiana amb una línia de base

X BAND TSYS DETERMINATIONS



SOURCE 560 HD192163			X BAND
	ON-OFF(K)		ERROR(K)
1	0.016	+/-	0.006
2	0.039	+/-	0.007
3	0.044	+/-	0.007
4	0.042	+/-	0.007
5	0.044	+/-	0.008
6	0.033	+/-	0.006
7	0.031	+/-	0.008
8	0.038	+/-	0.007
9	0.037	+/-	0.006
10	0.032	+/-	0.007
11	0.035	+/-	0.007
12	0.047	+/-	0.008
13	0.042	+/-	0.007
14	0.042	+/-	0.006

TSOURCE = 0.036 K
 ERROR = 0.002 K (EXPECTED DEVIATION OF THE AVERAGE)
 ERROR = 0.022 K (FROM ON-OFF ERRORS)

Figura 4.2 : Exemple del procés de reducció d'una observació realitzada amb la tècnica ON-OFF.

donada per un polinomi de segon grau. Aquest ajust, fet pel programa de reducció anomenat RSPGAU, consisteix en un procés iteratiu per mínims quadrats. En aquest procés els paràmetres que cal ajustar són

Tfont : altura de la gaussiana

Point : posició del punt on és centrada la gaussiana

R0, R1, R2: coeficients del polinomi de segon grau de la línia de base

Per iniciar la iteració, el programa ajusta els punts de fora de la zona on hi ha la gaussiana amb un polinomi de segon grau, obtenint els valors inicials de R0, R1 i R2. Per obtenir l'altura inicial calcula numèricament l'àrea de la gaussiana, prenent com a base de la gaussiana l'obtinguda amb l'ajust del polinomi de grau dos, i divideix aquesta pel factor $\text{sig} \cdot (2\pi/8 \cdot \ln 2)^{1/2}$. Pel que fa a la posició on és centrada la gaussiana, inicialment es considera que es troba al punt mig de l'escombrat.

Amb aquests paràmetres inicials es genera un registre format per una gaussiana més una línia de base. Aquests valors es resten a l'escombrat observat (observació - càlcul) i la diferència obtinguda es minimitza per un procés iteratiu de mínims quadrats on els cinc paràmetres van variant fins que l'observació menys el càlcul sigui mínim. El final d'aquest procés dona els valors dels paràmetres que ajusten millor els punts observats, amb els seus errors, els quals han estat obtinguts per mitjà de la matriu de covariança.

Per passar de temperatura a flux s'utilitza el valor habitual de l'àrea geomètrica de l'antena i els valors de l'eficiència ja determinats (Apartat 4.2). L'error amb què s'ha determinat l'altura quan es fa l'ajust de la gaussiana, és l'error que s'assigna al flux.

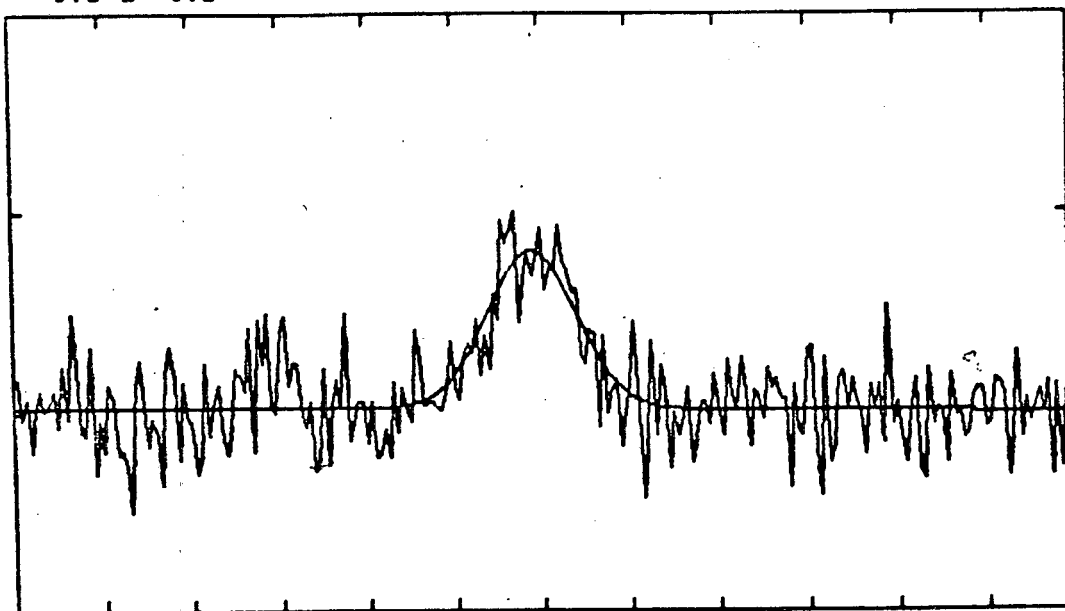
Als casos en què la relació senyal-soroll no és massa bona, tot i havent promitjat tots els escombrats, es pot augmentar aquesta convolucionant els punts observats amb una gaussiana que tingui la mateixa amplada que la que té el feix de l'antena en realitzar l'observació (Papoulis, 1977). Cal recordar que la gaussiana resultant de la convolució tindrà una amplada a potència meitat augmentada en un factor $2^{1/2}$.

Si després de convolucionar no apareix cap gaussiana que permeti indicar que hi ha detecció, es considera la font no

detectada i es dona un límit superior de tres vegades el valor de la desviació quadràtica mitjana dels punts resultants de la convolució.

A la figura 4.3 mostrem un exemple del procés de reducció d'una observació feta aplicant la tècnica dels escombrats.

T(K) = -0.1 a 0.1



FONT : BETAPER DIA= 162 HORA= 142154

PROMAB

Ajust inicial

Error residual a la linia de base:

Grau de l'ajust: 0 Error= 9.812E-03

Grau de l'ajust: 1 Error= 9.803E-03

Grau de l'ajust: 2 Error= 9.786E-03

AJUST	EQM(K)	Tfont(K)	Point(S)	R0(K)	R1(K/S)	R2(K/S2)	HPBW(G)
	0.010	0.035	59.500	7.387E-04	5.615E-05	-5.600E-07	0.050
ITER	EQM(K)	Tfont(K)	Point(S)	R0(K)	R1(K/S)	R2(K/S2)	HPBW(G)
1	0.010	0.039	58.819	1.378E-03	-3.548E-07	-8.948E-08	0.050
2	0.010	0.039	58.963	1.415E-03	-2.697E-06	-7.160E-08	0.050
3	0.010	0.039	58.950	1.413E-03	-2.769E-06	-7.063E-08	0.050
4	0.010	0.039	58.951	1.413E-03	-2.775E-06	-7.062E-08	0.050
Errors: 2.785E-03 4.185E-01 1.907E-03 8.042E-05 6.564E-07 0.000E-01							
1.00	0.00	0.21	-0.45	0.46			
0.00	1.00	0.05	-0.02	0.00			
0.21	0.05	1.00	-0.85	0.74			
-0.45	-0.02	-0.85	1.00	-0.97			
0.46	0.00	0.74	-0.97	1.00			
Errors: 2.785E-03 4.185E-01 1.907E-03 8.042E-05 6.564E-07 0.000E-01							

Linia de base:

(0) 1.41E-03 (1)-2.77E-06 (2)-7.06E-08 (3) 0.00E-01 (4) 0.00E-01 (5) 0.00E-01

Altura= 42.1 Eficiencia=0.4530

Flux de l'estrella S = 74.7 +/- 5.3 mJ

Figura 4.3 : Exemple del procés de reducció d'una observació realitzada amb la tècnica dels escombrats.

5. OBSERVACIÓ D'EMISSORS TÈRMICS

5.1 Generalitats

El mecanisme responsable de l'emissió ràdio dels emissors tèrmics és el bremsstrahlung en un gas circumstel·lar ionitzat (Hjellming, 1976). En aquest procés, electrons lliures en un gas ionitzat, bàsicament hidrogen ionitzat, emeten radiació electromagnètica quan són desviats en passar prop dels protons (ions d'hidrogen).

Les estrelles amb emissió tèrmica detectades a ràdio, es caracteritzen en general per tenir ratlles prohibides a l'espectre òptic i presència de pols circumstel·lar a l'infrarroig. Se les classifica com estrelles de tipus jove amb ratlles d'emissió ("early-type emission line") (Purton et al., 1982).

Per a algunes estrelles s'ha determinat el seu espectre ràdio. En molts casos, l'espectre trobat és pla ($\alpha = 0$, on $S \propto \nu^\alpha$), la qual cosa s'interpreta de forma satisfactòria com radiació bremsstrahlung d'un gas òpticament prim (Purton et al., 1982). També apareixen espectres de la forma $S \propto \nu$, que s'han interpretat com radiació tèrmica d'una envoltura esfèricament simètrica amb una densitat dependent de la distància com r^{-2} .

Aquests sistemes han estat resolts a partir d'observacions interferomètriques, presentant una grandària angular alguns ordres de magnitud més elevat que el de l'estrella pròpiament dita. Aquest fet no és sorprenent, ja que, d'acord amb Hjellming (1974), per poder detectar un emissor tèrmic s'ha de complir

$$T_B \cdot \theta^2 \geq 1970 \cdot \lambda^2 \cdot S_{\min}$$

on

T_B : temperatura de brillantor, en K
 theta : diàmetre angular, en segons d'arc
 lambda : longitud d'ona , en cm

S_{\min} : flux mínim detectable, en Jy

Per a una regió ionitzada (òpticament gruixuda), amb una temperatura electrònica de 10^4 K , lambda = 6 cm i $S_{\min} = 1$ mJy, obtenim theta $\geq 0''.08$, la qual cosa correspon a un radi de 6×10^{14} cm a una distància de 1 kpc. Aquest radi és molt més gran que la grandària de les estrelles. Per tant, perquè una estrella amb mecanisme d'emissió tèrmic sigui detectable ha de complir: (a) ser propera, (b) tenir una temperatura elevada o (c) tenir una envoltura circumstel.lar moltes vegades més gran que la grandària de l'estrella pròpiament dita (Kwok, 1985). És aquesta darrera condició la que semblen complir les estrelles que han estat observades amb interferometria (Kwok et al., 1984; Brown et al., 1976).

5.2 Resultats

Els resultats corresponents a les estrelles que s'han observat estan resumits a la taula 5.1. Pels casos en què hi ha hagut detecció per a les dues freqüències observacionals, i tenint en compte que la detecció ha estat realitzada de forma simultània, s'ha calculat l'índex espectral. En el cas que una estrella no hagi estat detectada, es dona un límit superior de la densitat de flux de tres vegades la desviació quadràtica mitjana. A continuació es presenta un comentari individual de cada estrella detectada.

Lk Halfa-101

és una estrella de tipus B, amb ratlles d'emissió, situada a 800 pc (Herbig, 1971). Mesures fetes amb interferometria (Brown et al., 1976; Altenhoff et al., 1976; Kwok, 1985) han mostrat la presència d'un nucli no resolt ($< 1''$) submergit en una gran envoltura de diàmetre més gran que $50''$. El nucli té un comportament espectral de la forma $\alpha = 1$,

Nom	Data observacio	13 cm flux (mJy)	3.6 cm flux (mJy)	Índex espectral	Tècnica observacio
T Tau	207/82	< 84	< 17		1
	22/83	< 54	< 51		1
Lk Halfa-101	207/82	177 ± 29	162 ± 6	-0.07 ± 0.13	1
46 Eps Ori	61/82	< 49	< 45		1
	200/82	< 45	< 23		1
	198/84	< 52	< 40		1
MWC 137	61/82	284 ± 59	83 ± 19	-0.94 ± 0.24	1
Kap Dra	22/83	< 47	< 40		1
RY Sct	178/82	477 ± 67	287 ± 6	-0.39 ± 0.11	1
	207/82	-	147 ± 8		1
HM Sge	178/82	< 43	68 ± 4		1
	200/82	< 45	75 ± 4		1
R Aql	178/82	-	< 12		1
	200/82	381 ± 16	40 ± 6	-1.73 ± 0.12	1
P Cyg	200/82	< 43	< 6		1
AG Peg	207/82	< 95	< 17		1
HR 8752	200/82	< 54	< 34		1

Taula 5.1 : Resultats corresponents a les observacions realitzades a estrelles que presenten mecanismes d'emissió tèrmics. Pels casos en què no hi ha detecció es dona un límit superior de la densitat de flux de tres vegades la desviació quadràtica mitja. El dígit que apareix a la columna de tècnica observacional indica 1 : ON-OFF i 2 : Escombrats.

mentre que per a l'envoltura s'assumeix un índex espectral $\alpha = -0.1$ (Purton et al., 1982).

Els nostres resultats donen un índex espectral ($\alpha = -0.07$) similar al que correspon a l'envoltura. El nivell d'emissió a 13 cm (177 mJy) està d'acord amb el corresponent a l'emissió de l'envoltura donat per altres autors (Purton et al., 1982) i no està contaminat per la possible emissió del nucli, puix que a 13 cm l'emissió del nucli és pràcticament nul·la.

MWC 137

és una estrella amb ratlles d'emissió. L'emissió ràdio obtinguda per nosaltres (284 mJy a 2.3 GHz i 83 mJy a 8.4 GHz) sembla ser més intensa que l'obtinguda en observacions anteriors per Altenhoff et al. (1976). L'índex espectral mesurat ($\alpha = -0.94$) és quasi el doble que el donat per Altenhoff, $\alpha = -0.49$, obtingut a través d'observacions no simultànies a 5 i 10.7 GHz. Els resultats a 5 GHz, obtinguts amb el radiotelescopi de síntesi de Westerbork, han estat interpretats com emissió provinent de la nebulosa S266, que és una típica regió HII (Altenhoff et al., 1976).

RY Sct

és una estrella amb ratlles d'emissió, situada al pla galàctic. L'índex espectral que hem obtingut ($\alpha = -0.39$) està en contradicció amb els resultats obtinguts per Purton et al. (1982), que indiquen un espectre tèrmic. Woodsworth i Hughes (1977), a partir d'observacions fetes per ells, han assenyalat que en aquesta zona hi ha molta confusió. És possible, per tant, que el valor obtingut a 13 cm (477 mJy) estigui contaminat per la confusió i no sigui propi de

l'estrella, amb la qual cosa quedaria explicat el valor no tèrmic del nostre índex espectral. A 3.6 cm el problema de la confusió no és tan greu i els nostres valors (287 i 147 mJy) són del mateix ordre que els obtinguts pels autors citats anteriorment.

HM Sge

és una estrella amb ratlles d'emissió. A l'espectre òptic, l'any 1975 es va observar un augment de brillantor de forma similar a una nova, mantenint-se amb la brillantor aconseguida al màxim sense decaure. L'emissió ràdio es va detectar al 1977 i des d'aleshores fins l'any 1982 en què vam fer les nostres observacions, la intensitat ràdio ha anat augmentant a totes les freqüències, mantenint un índex espectral $\alpha = 1$, és a dir, S \propto nu.

La forma de l'espectre i el tamany angular de la font són consistents amb l'emissió tèrmica d'un gas circumstel·lar ionitzat (Purton et al., 1983). Mesures realitzades al VLA han mostrat una font resolta, amb un halo difús rodejant una envoltura central de tamany 0".15 (Kwok et al., 1984).

Hem detectat aquesta radioestrella dues vegades a 3.6 cm (68 i 75 mJy) i cap vegada a 13.6 cm, indicant aquests resultats que l'índex espectral és clarament positiu. Els nostres valors són compatibles amb l'índex espectral donat per Purton et al. (1982). També cal remarcar que els nostres valors del flux encaixen perfectament amb el radioespectre corresponent a l'any 1982 (Kwok et al., 1984).

R Aql

és una supergegant, que juntament amb α Ori, α Sco i π Aur, mostra fulguracions esporàdiques a un nivell d'alguns

mJy entre 5 i 15 GHz i després decau a un nivell no detectable. Woodsworth i Hughes (1973), a 10.5 GHz han detectat una fulguració que va tenir el seu màxim a 250 mJy.

Els nostres resultats (381 mJy a 2.3 GHz i 40 mJy a 8.4 GHz) semblen indicar que, al cas de la detecció, l'estrella era en un moment de fulguració, i que l'emissió d'aquesta és no tèrmica si es té en compte l'índex espectral obtingut.

D'aquesta estrella també hi ha deteccions a un nivell molt baix (Bowers i Kundu, 1979), que suggereixen la possibilitat que aquesta emissió provingui de la cromosfera/corona, amb un origen tèrmic, igual com s'ha vist a α Ori (Newell i Hjellming, 1982).

6. OBSERVACIÓ D'EMISSORS NO TÈRMICS

6.1 Generalitats

Els mecanismes d'emissió no tèrmics es basen en processos de radiació sincrotó. En aquests processos, quan un electró travessa les línies d'un camp magnètic fa espirals al llarg de les línies del camp i emet radiació electromagnètica (Shklovsky, 1960). L'emissió no tèrmica, i en particular la girosincrotó, es presenta en estrelles en les quals hi ha la presència d'un camp magnètic (de la corona) i un plasma calent, o bé partícules accelerades, encara que l'origen d'aquests fets no està gens clar (Kuijpers, 1985).

Dins d'aquest grup haurien de ser-hi les estrelles del tipus RSCVn i Algol, que tenen mecanismes d'emissió no tèrmics. Ara bé, com que formen un grup compacte, amb unes característiques ben determinades i amb models de mecanismes d'emissió desenvolupats els hem mantingut apart.

6.2 Resultats

Els resultats corresponents a les estrelles que s'han observat estan resumits a la taula 6.1. Pels casos en què hi ha hagut detecció per a les dues freqüències observacionals, i tenint en compte que aquesta detecció ha estat realitzada de forma simultània, s'ha calculat l'índex espectral. En el cas que una estrella no ha estat detectada, es dona un límit superior de la densitat de flux de tres vegades la desviació quadràtica mitjana. A continuació es presenta un comentari individual de cada estrella detectada.

Nom	Data observació	13 cm flux (mJy)	3.6 cm flux (mJy)	Índex espectral	Tècnica observació
DM+612585(*)	200/82	< 45	< 23		1
	22/83	< 54	< 45		1
UU Psc(*)	178/82	< 47	< 17		1
	207/82	< 70	< 17		1
HR 407(*)	200/82	< 44	< 12		1
	20/83	< 45	< 34		1
92 Alpha Cet(*)	200/82	< 45	< 17		1
	20/83	< 44	< 23		1
CC Cas(*)	207/82	< 45	< 12		1
	22/83	< 54	< 40		1
BD+09 549(*)	200/82	< 43	< 17		1
b Per(*)	207/82	< 57	< 17		1
	22/83	< 52	< 51		1
BD+18734(*)	207/82	< 70	< 17		1
	22/83	< 44	< 40		1
9 Alpha Cam(*)	207/82	< 45	< 12		1
	22/83	< 60	< 74		1
V 371 Ori	61/82	< 68	< 12		1
Dseta Ori	200/82	64 ± 18	< 28		1
BD-2 1344	61/82	614 ± 26	47 ± 17	-1.97 ± 0.28	1
	200/82	476 ± 15	45 ± 11	-1.81 ± 0.19	1

Alpha Ori	61/82	< 77	< 85		1
	198/84	< 49	< 23		1
V616 Mon	61/82	< 99	25 ± 6		1
YZ CMi	61/82	< 49	< 57		1
R Leo(★)	61/82	< 152	< 40		1
	21/83	< 47	< 40		1
Ross 128	61/82	< 307	< 40		1
	20/83	< 45	< 17		1
	21/83	< 84	< 23		1
ZZ Boo	198/84	63 ± 19	< 23		1
DM+162708	21/83	< 123	< 28		1
Alpha Sco B	178/82	< 49	< 23		1
V 1216 Sgr	207/82	< 99	< 23		1
Beta Lyr	200/82	< 44	13 ± 4		1
	21/83	< 45	< 17		1
V 1258 Aql	200/82	< 43	< 12		1
Cyg X-1	178/82	< 47	19 ± 6		1
	200/82	123 ± 14	25 ± 4	-1.22 ± 0.15	1
HD 192163	200/82	814 ± 15	68 ± 4	-1.91 ± 0.05	1
V 1258 Aql	200/82	< 43	< 12		1
Cyg OB2-5	200/82	366 ± 16	81 ± 9	-1.16 ± 0.09	1
Cyg OB2-8A	200/82	3551 ± 15	232 ± 4	-2.10 ± 0.01	1

DM-216267	207/82	< 49	< 12	1
BD 542846(*)	200/82	< 49	< 28	1
EV Lac	200/82	203 ± 15	< 12	1
HD 216489(*)	178/82	< 47	< 34	1
	207/82	-	< 12	1

Taula 6.1 : Resultats corresponents a les observacions realitzades a estrelles que presenten mecanismes d'emissió no tèrmics. Pels casos en què no hi ha detecció es dona un límit superior de la densitat de flux de tres vegades la desviació quadràtica mitja. L'asterisc que acompanya el nom d'algunes estrelles indica que la seva classificació com a no tèrmiques no és del tot segura. El dígit que apareix a la columna de tècnica observacional indica 1 : ON-OFF i 2 : Escombrats.

EV Lac

és una estrella que mostra fulguracions tipus UV Cet. Aquestes estrelles emeten radiació sincrotó en forma de fulguracions, essent la radiació dominant a baixes freqüències (Hjellming, 1976).

Nosaltres hem detectat aquesta estrella només a 13 cm (203 mJy) i amb un límit superior per a l'índex espectral de -2.17. Com que no tenim coneixement de l'existència d'observacions realitzades sobre aquesta estrella per altres autors a freqüències similars a les nostres, no podem fer cap comparació directa dels nostres resultats, encara que semblen ser valors molt alts si els comparem amb mesures realitzades a estrelles del mateix tipus (UV Ceti, YZ CMi) a ones centimètriques per altres autors (Kundu i Shevgaonkar, 1985).

HD 192163

és una estrella tipus Wolf-Rayet. Els valors que hem obtingut del flux (814 mJy a 2.4 GHz i 68 mJy a 8.4 GHz) són molt més grans que els obtinguts amb el VLA per Dickel et al. (1980). Segurament els nostres valors estan contaminats pel flux de la nebulosa veïna NGC6888 (Wendker et al., 1975).

Dseta Ori

és una estrella classificada com O9.5 I. Amb les nostres observacions només ha estat detectada a 13.6 cm (64 mJy), obtenint un límit superior per a l'índex espectral de -0.63. Mesures d'altres autors (Balick, 1972), a les mateixes freqüències que nosaltres, han donat límits superiors dels nivells d'emissió menors que 10 mJy. Abbot et al. (1980), l'han detectat a un nivell de l'ordre del mJy a 5 GHz.

Cyg OB2-5 i Cyg OB2-8A

Aquestes estrelles estan a la regió de Cygnus X, la qual presenta un excés de confusió que fa difícil la interpretació de les nostres mesures. Els nostres valors (366 mJy a 2.4 GHz i 81 mJy a 8.4 GHz per Cyg OB2-5; 3551 mJy a 2.4 GHz i 232 mJy a 8.4 GHz per Cyg OB2-8A) són molt més grans que els fluxos obtinguts amb el Very Large Array (VLA) per Abbot et al. (1981), de pocs mJy per totes dues radioestrelles.

V 616 Mon

és un emissor de raigs X (A0620-00). Només l'hem detectada a 3.6 cm (25 mJy). Ha estat observada també a banda S per Owen et al. (1976b), indicant un comportament no tèrmic, la qual cosa concorda amb els nostres resultats.

Cyg X-1

és una binària emissora de raigs X. Encara que es troba situada prop de l'equador galàctic, no forma part del conegut complex ràdio Cygnus X, trobant-se probablement lliure d'un excés de confusió. La contrapartida òptica és HD226868, que té un interès excepcional per la creença que la companya invisible és un forat negre (Bolton, 1972).

La història ràdio des del 1971 al 1975, a freqüències similars a les nostres, presenta un espectre més o menys pla i un nivell d'emissió de l'ordre de 20-30 mJy. La seva emissió es pot explicar fàcilment per un mecanisme sincrotó (Hjellming, 1976). També ha estat observada a 10.6 GHz durant diversos períodes i ha presentat sempre un nivell d'emissió similar al citat anteriorment (Woodsworth i Hughes, 1977).

Els nostres resultats a 3.6 cm (19 i 25 mJy) estan perfectament d'acord amb els nivells d'emissió estable que presenta aquesta estrella. Pel que fa al valor obtingut per a l'índex espectral, $\alpha = -1.22$, és possible que no sigui correcte perquè s'ha calculat amb el flux de 123 mJy observat a 13 cm, el qual pot estar afectat per la confusió.

β Lyr

és una estrella massiva que presenta emissió ràdio variable i molt dèbil. Exhibeix algunes característiques que suggereixen que el mecanisme d'emissió és tèrmic, possiblement causat pel vent estel·lar. També és possible que sigui un emissor no tèrmic i que el seu espectre ràdio aparegui opac per l'absorció produïda per un gas proper a l'estrella (Gibson, 1980).

Ha estat detectada per Spangler et al. (1977) a 5 GHz i per Woodsworth i Hughes (1977) a 10.5 GHz amb un nivell d'emissió de 7 i 10 mJy respectivament.

Les nostres mesures (13 mJy a 8.4 GHz i no detectada a 2.3 GHz) confirmen el baix nivell d'emissió que presenta aquesta estrella.

ZZ Boo

Aquesta estrella binària ha estat observada molt poc. L'única observació ràdio de què disposem és la de Spangler et al. (1977), la qual dona un valor de 9 mJy a 5 GHz.

Els resultats de la nostra observació (63 mJy a 2.4 GHz i no detectada a 8.4 GHz) suggereixen un índex espectral negatiu, la qual cosa està d'acord amb el valor donat a 5 GHz.

BD-21344

Ha estat detectada per Feldman et al. (1973) a 10.6 GHz obtenint un valor de 44 mJy.

Els nostres resultats a 3.6 cm (47 i 45 mJy) són pràcticament iguals que el corresponent a la primera detecció. Els valors corresponents a 13.1 cm (614 i 476 mJy) són més dubtosos ja que aquesta regió presenta molta confusió (Purton et al., 1982).

7. OBSERVACIÓ DE RSCVN I ALGOL

7.1 Generalitats

Les RSCVN són sistemes binaris moderadament propers amb períodes que van d'un dia a dues setmanes i generalment amb una estrella de tipus espectral G o més tardana (Hall, 1975). Exhibeixen la clàssica corba de llum de les binàries eclipsants, però modulada per una ona migratòria que varia lentament amb períodes que van de 5 a 75 anys. Hall (1972), basant-se en analogies amb el Sol, ha interpretat aquest fenomen com el resultat de les propietats òptiques d'una àmplia regió d'activitat de taques solars que cobreix més del 50% de la superfície d'una de les estrelles del sistema binari.

També presenten emissió de raigs X i possiblement hi hagi transferència de massa d'una estrella a l'altra així com camps magnètics intensos. Aquests camps podrien estar induïts per la rotació ràpida forçada per forces de marea (Dulk, 1985).

Aquests sistemes són possiblement el tipus més comú de radioestrelles detectades. La seva emissió és intensa, altament variable i sovint polaritzada circularment (Dulk, 1985)

L'emissió ràdio s'interpreta habitualment com emissió giosincrotó d'electrons mitjanament relativistes (pocs MeV) en camps magnètics de 10 - 100 gauss (Owen et al., 1976; Dulk, 1985). De forma ocasional s'han observat fulguracions de molt poca durada i amb polarització circular de l'ordre del 100% (Brown i Crane, 1978), indicant un mecanisme coherent. Mesures directes de la temperatura de brillantor han estat obtingudes mitjançant observacions de VLBI (Lestrade et al., 1985) i totes elles són consistents amb models d'emissió giosincrotó en què les fulguracions parteixen d'una font compacta, amb autoabsorció i s'expandeixen fins omplir una

regió de grandària similar al del sistema binari en una escala de temps de l'ordre d'un dia (Mutel et al., 1985).

Les característiques observacionals que donen suport a la idea d'un mecanisme d'emissió girosincrotó són :

a) Durant períodes no actius, quiescents, l'emissió és polaritzada ($r_c > 10\%$), amb grandàries angulars de l'ordre de la grandària del sistema binari i temperatures de brillantor $T_B \sim 10^{9 \pm 0.5}$ K.

b) Durant períodes actius, la font és compacta ($T_B \geq 10^{10}$ K, grandària més petita o de l'ordre del radi de l'estrella activa) i no gens polaritzada ($r_c < 10\%$). L'espectre s'inverteix, amb índex espectral $\alpha \sim 1$ ($S \propto \nu^\alpha$) (Mutel et al., 1985).

El model emprat per Mutel et al. (1985) per explicar la grandària angular i les polaritzacions observades es basa en un model de bucle coronal en expansió, similar a alguns tipus d'emissió solar del tipus IV. El model considera que hi ha una regió activa a la superfície d'una de les estrelles, la qual produeix electrons mitjanament relativistes, els quals amb una distribució d'energia potencial, radien emissió girosincrotó. Al començament la regió és suficientment compacta i per tant hi haurà autoabsorció, la qual cosa voldrà dir que la regió serà òpticament gruixuda a la seva pròpia radiació. La radiació d'aquest nucli tindrà índex espectral positiu i un grau de polarització circular molt petit com a conseqüència de la gran profunditat òptica (Mutel et al., 1985). Per l'expansió d'un o més bucles de la corona associats a les regions actives, la grandària de la font va augmentant. A la vegada, el grau de polarització circular augmenta com a conseqüència que la font es torna òpticament prima. La font compacta desapareix en una escala de temps d'hores (aproximadament el temps de vida radiativa dels electrons). El bucle o bucles s'expandeixen més o menys fins la grandària del sistema binari. L'emissió ràdio (correspon a l'halo) decau lentament, però molt més lentament que la del nucli perquè en ser el camp magnètic de la zona de l'halo més dèbil, fa que la vida radiativa sigui més llarga.

Expressions simplificades per a la radiació d'electrons mitjanament relativistes han estat donades per Dulk i Marsh (1982) i Dulk (1985). D'elles, les que aplicarem als nostres resultats són :

$$T_{ef} \approx 2.2 \times 10^9 10^{-0.31d} (\sin \theta)^{-0.36-0.06d} (\nu / \nu_b)^{0.50+0.085d} \quad (7.1)$$

$$r_c \approx 1.26 \times 10^{0.035d} 10^{-0.071 \cos \theta} (\nu / \nu_b)^{-0.782+0.545 \cos \theta} \quad (7.2)$$

(2 ≪ 1)

on

T_{ef} : temperatura efectiva

r_c : grau de polarització circular

θ : angle entre el camp magnètic i la visual a l'observador

d : índex de la llei potencial de distribució d'energia dels electrons ($n(E) = (d-1) E_0^{d-1} N E^{-d}$, on N és el nombre d'electrons per cm^3 i $E_0 = 10 \text{ KeV}$)

ν_b : $2.8 \times 10^6 B$ (Hz) , girofreqüència

ν : freqüència

B : camp magnètic (G)

Aquestes relacions són vàlides per $2 \leq d \leq 7$, $\theta \geq 20^\circ$ i $10 \leq \nu/\nu_b \leq 100$.

A la figura 7.1 es representa el grau de polarització en funció de la temperatura efectiva per diferents valors dels paràmetres θ i d . La relació entre r_c i T_{ef} es dedueix fàcilment a partir de (7.1) i (7.2). A la figura 7.2 es representa el grau de polarització en funció del camp magnètic també per diversos valors de θ i d i per a la nostra freqüència d'observació ($\nu = 8.4 \text{ GHz}$). A totes dues figures s'han tingut en compte les restriccions imposades per utilitzar les fórmules aproximades.

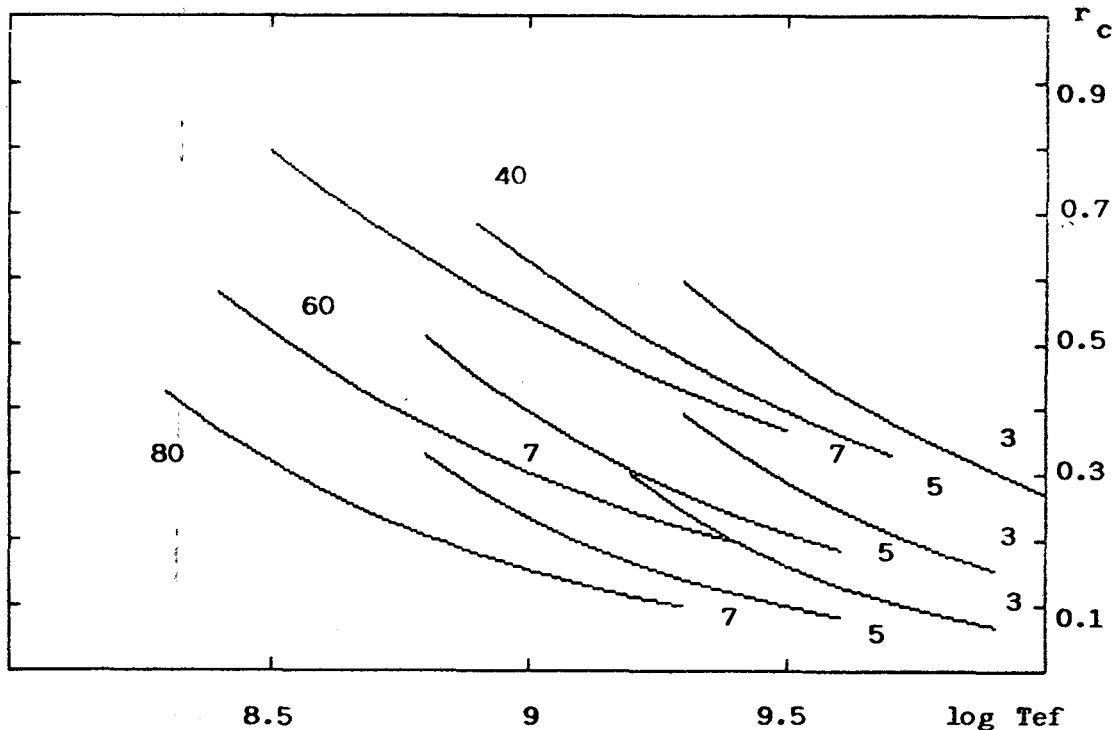


Figura 7.1 : Graü de polarització circular en funció de la temperatura efectiva, per a diferents valors de l'índex de la llei potencial de distribució d'energia dels electrons ($d = 3, 5$ i 7) i de l'angle entre el camp magnètic i la visual a l'observador ($\theta = 40^\circ, 60^\circ$ i 80°).

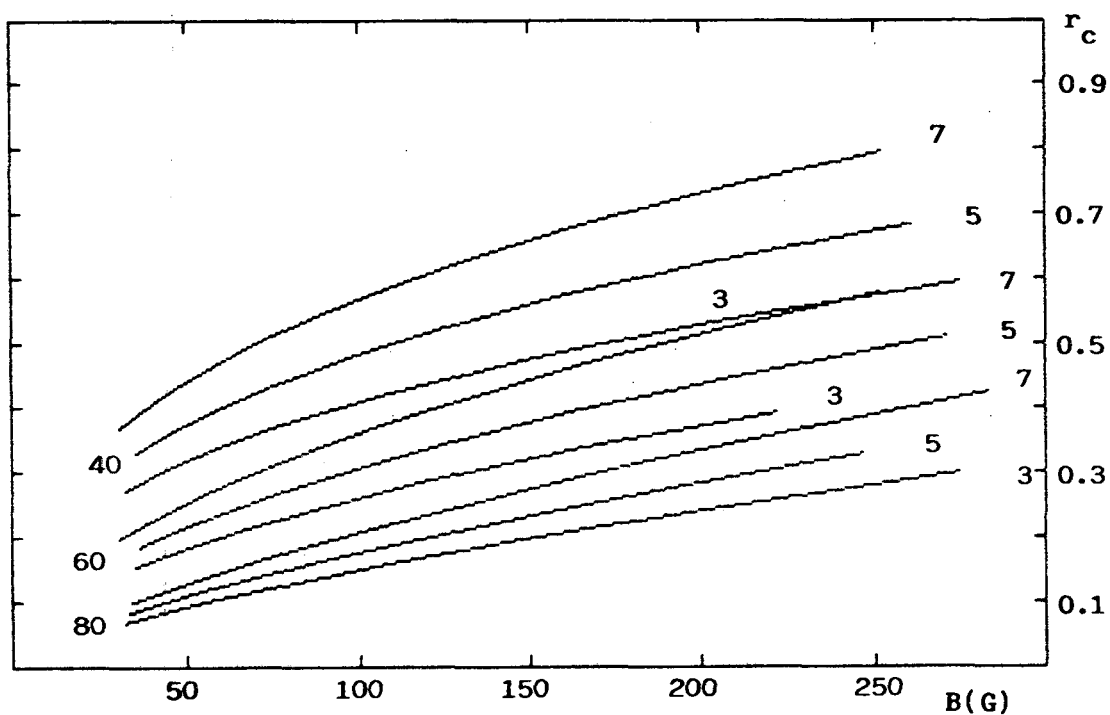


Figura 7.2 : Graü de polarització circular en funció del camp magnètic, per a diferents valors de l'índex de la llei potencial de distribució d'energia dels electrons ($d = 3, 5$ i 7) i de l'angle entre el camp magnètic i la visual a l'observador ($\theta = 40^\circ, 60^\circ$ i 80°).

7.2 Resultats i determinació de paràmetres físics

Els resultats de les nostres observacions són a la taula 7.1. S'ha de dir que hem inclòs l'estrella β Per (Algol) al grup de les RSCVn perquè el seu comportament des del punt de vista de la seva emissió ràdio és similar al del grup format per les RSCVn (Gibson, 1985). Tal com s'aprecia a la taula, hi ha mesures del grau de polarització circular, ($r_c = R-L / R+L$, on R i L indiquen el flux que s'obté quan s'observa simultàniament amb polarització circular a dretes i a esquerres respectivament), les quals tenen gran interès perquè es poden contrastar amb les previsions del model comentat anteriorment. Aquest interès augmenta si es té en compte que la majoria d'observacions fetes des del descobriment de la radioemissió dels sistemes RSCVn l'any 1974 s'han fet amb un tipus de polarització, no portant per tant informació sobre el grau de polarització. Les poques mesures de polarització que es tenen (Owen et al., 1976; Spangler, 1977; Mutel i Weisberg, 1978), indiquen que l'emissió és moderadament polaritzada circularment, però no linealment (presumiblement per la despolarització Faraday). Aquestes mesures han estat fetes bàsicament a 1400 MHz i 2400 MHz. Mesures fetes a freqüències superiors han estat realitzades recentment i en parlarem quan fem el comentari individual de cada estrella.

UX ARI ($m = 7$, $i = 61^\circ$, $Sp = G5 V+K0 IV$, $P = 6.4$ dies,
 $d = 50$ pc)

és un dels sistemes RSCVn més actius des del punt de vista ràdio. Aquesta radioestrella ha estat observada (i detectada) amb VLBI (Mutel et al., 1985), obtenint un mapa ràdio a 5 GHz, el qual mostra una estructura d'halo de 3.2 mil.lèssimes de segon d'arc (resolta) i un nucli més petit que 0.4 mil.lèssimes de segon d'arc (no resolt), el qual és més petit que el diàmetre de l'estrella. Ha estat observada al VLA des del 1982 a diverses freqüències (1.4, 4.9 i 14.9

Nom	Data observacio	13 cm flux (mJy)	3.6 cm flux (mJy)	Index espectral	Polaritzacio circular	Tècnica observacional
UV Psc	178/82	< 47	< 17			1
	200/82	< 44	< 23			1
	357/84	-	< 20			2
	160/86	-	< 16			2
	161/86	-	< 11			2
	162/86	-	< 29			2
Beta Per	207/82	-	89 ± 4			1
	269/84	< 77	< 28			1
	269/84	< 24	< 24			2
	350/84	-	< 32			2
	357/84	-	< 19			2
	110/86	-	< 12			2
	160/86	-	155 ± 4		+0.02 ± 0.03	2
	161/86	-	53 ± 12		+0.13 ± 0.17	2
	162/86	-	75 ± 5		-0.06 ± 0.07	2
UX Ari	207/82	< 52	< 17			1
	269/84	< 57	< 37			1
	110/86	-	15 ± 3		-0.25 ± 0.20	2
	160/86	-	169 ± 5		-0.00 ± 0.03	2
	162/86	-	251 ± 6		-0.08 ± 0.02	2
HR 1099	200/82	< 43	28 ± 6			1
	20/83	< 43	< 28			1
	350/84	-	270 ± 28		-0.00 ± 0.10	2
	52/86	-	25 ± 4		+0.15 ± 0.16	2
	110/86	-	121 ± 6		-0.02 ± 0.03	2
	160/86	-	52 ± 8		+0.24 ± 0.15	2
	162/86	-	< 18			2

RZ Eri	110/86	-	< 8		2
	162/86	-	< 16		2
Sigma Gem	21/83	45 ± 15	< 17	< - 0.76	1
	110/86	-	< 11		2
RU Cnc	21/83	< 47	< 28		1
Ty Pyx	20/83	< 44	< 17		1
	198/84	< 63	< 23		1
RS CVn	20/83	< 66	< 12		1
	198/84	< 139	< 17		1
	280/84	-	< 18		2
HR 5110	20/83	< 95	< 23		1
	280/84		< 18		2
	357/84	-	43 ± 5	-0.20 ± 0.08	2
	110/86	-	267 ± 3	-0.05 ± 0.01	2
	162/86	-	42 ± 6	+0.09 ± 0.14	2
Sig CrB A	280/84	-	32 ± 6		2
	355/84	-	< 27		2
	357/84	-	< 28		2
RT Lac	200/82	< 45	< 12		1
	349/84	-	< 31		2
AR Lac	200/82	< 44	< 12		1
	349/84	-	< 28		2
	355/84	-	< 27		2
	357/84	-	< 24		2

SZ Psc	178/82	< 73	< 23	1
	207/82	< 99	< 12	1
	161/86	-	< 17	2
Lambda And	200/82	< 47	< 40	1
	357/84	-	< 15	2
	160/86	-	< 17	2
II Peg	200/82	< 47	< 34	1

Taula 7.1 : Resultats de les observacions realitzades a estrelles del tipus RS CVn i β Per. Pel casos en què no hi ha detecció es dona un límit superior de la densitat de flux de tres vegades la desviació quadràtica mitja. El dígit que apareix a la columna de tècnica observacional indica 1 : ON-OFF i 2 : Escombrats.

GHz) i amb mesures de polarització circular. Aquests resultats han mostrat que existeix una forta correlació entre l'helicitat de la polarització circular i la freqüència d'observació (Mutel et al., 1985b). A la figura 7.3a hi ha representat un histograma del nombre de vegades que s'ha observat en funció del grau de polarització, per a les observacions de Mutel et al. (1985b) i per a les corresponents als nostres resultats (8.4 GHz). Els nostres resultats confirmen la correlació entre la polarització i la longitud d'ona.

D'acord amb el model de radioemissió comentat anteriorment, cal esperar que les fulguracions intenses estiguin associades a fonts amb autoabsorció sincrotó (polarització petita) mentre que l'emissió no intensa, quiescent, provingui de regions extenses amb electrons menys energètics (polarització moderada). Això donaria lloc a una certa correlació entre polarització i intensitat. Les mesures de Mutel et al. (1985b) compleixen aquest fet. Les nostres mesures, fetes a 8.4 GHz, compleixen també aquesta tendència, encara que per tenir una confirmació definitiva són necessàries moltes més observacions. Els nostres resultats compleixen les previsions del model d'emissió girosincrotó i podem aplicar les expressions (7.1) i (7.2) per calcular valors de la temperatura efectiva i del camp magnètic a partir del grau de polarització observat i suposant que $\tau \ll 1$ quan el flux observat és mínim.

Si considerem que les línies del camp magnètic estan situades més o menys al llarg del pla orbital, aleshores podem prendre $\theta \sim 40^\circ$. D'acord amb les expressions (7.1) i (7.2), i tal com es pot veure a la figura 7.1, obtenim per $r_c = 0.25$

$$T_{ef} \approx 10^{10} \text{ K}$$

independent del valor de d que considerem. De les expressions anteriors obtenim, tal com es pot veure a la figura 7.2,

$$B \approx 30 \text{ G} \quad \text{per } d = 3$$

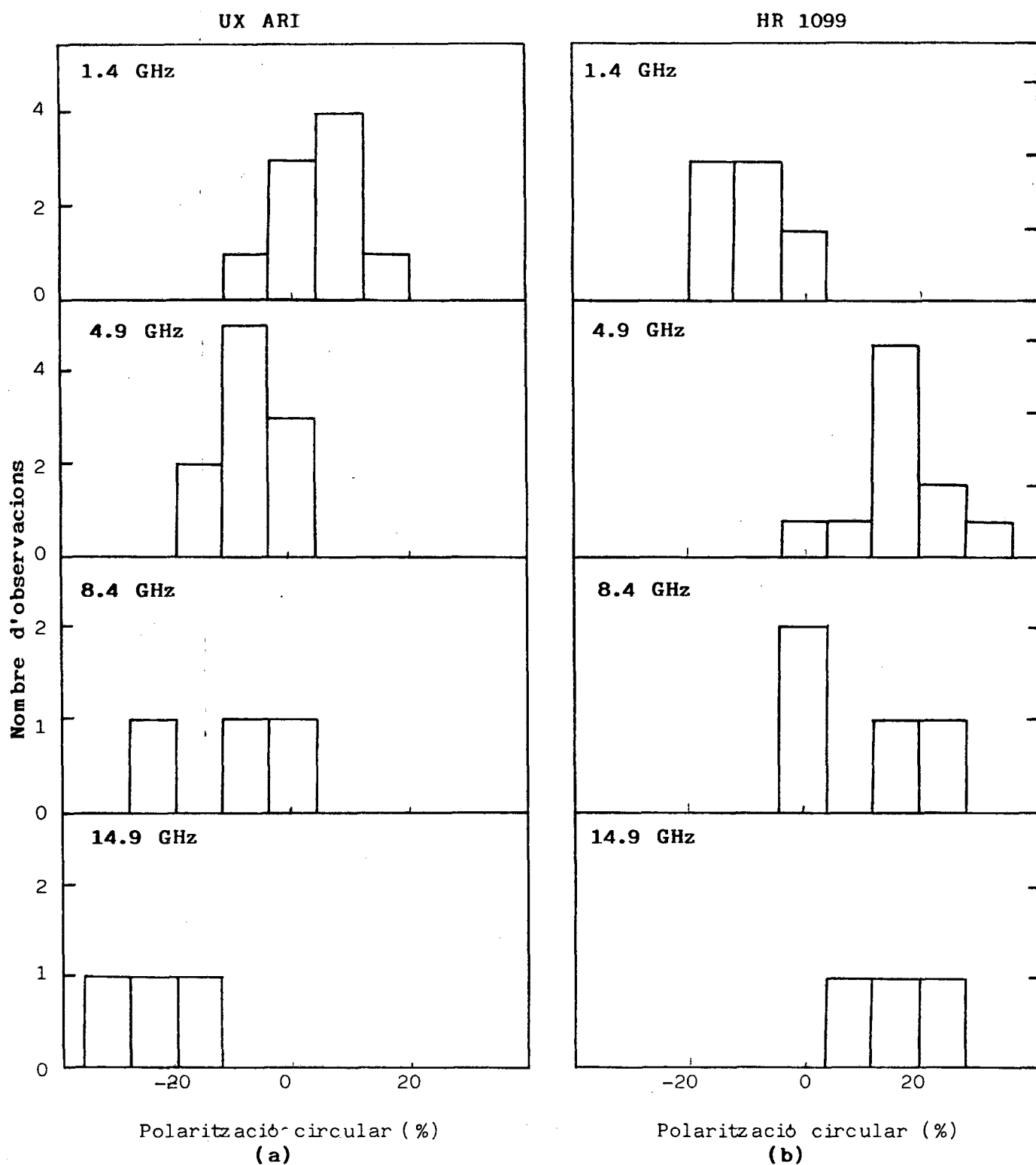


Figura 7.3 : Histograma del nombre d'observacions realitzades a una determinada estrella en funció del grau de polarització circular obtingut. El cas (a), correspon a UX Ari i el cas (b), correspon a HR 1099. Els resultats a 1.4 GHz, 4.9 GHz i 14.9 GHz són de Mutel et al., (1985b).

HR 1099 ($m = 6.7$, $i = 33^\circ$, $Sp = G5 V+K0 IV$, $P = 2.8$ dies,
 $d = 35$ pc)

és un sistema molt actiu, que ha estat detectat amb VLBI a 8.4 GHz (Lestrade et al., 1984) en un moment en què la seva emissió era de 400 mJy. La grandària angular obtinguda va ser de 0.8 mil·lèssimes de segon d'arc, que correspon aproximadament al 75% del diàmetre de l'estrella K activa. Es tenen mesures de polarització a 8 GHz (Brown i Crane, 1978; Owen i Jones, 1976), les quals donen valors $r_c \leq 10\%$ i fluxos ≥ 100 mJy. També ha estat observada al VLA a diverses freqüències i amb mesures de polarització circular (Mutel et al., 1985b) mostrant, igualment com UX ARI, una correlació entre l'helicitat de la polarització circular i la freqüència d'observació.

Igual que al cas anterior, hem representat a la figura 7.3b els resultats del VLA i els obtinguts per nosaltres. Les nostres dades corroboren la correlació entre la polarització i la longitud d'ona.

També s'observa als nostres resultats que la polarització és petita quan l'emissió és intensa i que quan aquesta darrera és més dèbil, la polarització és més gran, la qual cosa indica que l'emissió d'aquesta radioestrella compleix la correlació entre intensitat i grau de polarització predita pel model d'emissió girosincrotó.

Podem aplicar per tant el model d'emissió girosincrotó. Per a $r_c = 0.24$ i $\theta = 60^\circ$, de les expressions (7.1) i (7.2), tal com es pot veure a la figura 7.1, obtenim

$$T_{ef} \approx 1.58 \times 10^9 \text{ K} \quad \text{per } d = 7$$

$$T_{ef} \approx 3.98 \times 10^9 \text{ K} \quad \text{per } d = 3$$

i a partir de les expressions (7.1) i (7.2), i tal com es pot veure a la figura 7.2, obtenim

$$B \approx 50 \text{ G} \quad \text{per } d = 7$$

$$B \approx 100 \text{ G} \quad \text{per } d = 3$$

SIG GEM ($m = 4.3$, $i = 26^\circ$, $Sp = K1 III+?$, $P = 19.6$ dies,
 $d = 59$ pc)

No és un sistema massa actiu pel que fa a emissió ràdio. S'ha observat poques vegades i les seves deteccions són escasses. Amb el VLA (5 cm) s'ha detectat a un nivell de 3 mJy (Drake et al., 1985), encara que altres vegades no s'ha detectat (< 0.45 mJy, Lang et al., 1985). A freqüències més baixes (12 cm) i amb l'interferòmetre d'Arecibo s'ha detectat a un nivell de 17 mJy (Turner, 1985). El fet que no l'haguem detectat a 3.6 cm (dues observacions), així com els valors molt baixos obtinguts a 5 cm i les deteccions a 12 i 13.6 cm, suggereix que el mecanisme d'emissió és no tèrmic. A més a més, l'observació simultània del dia 21, dona un límit superior per a l'índex espectral de -0.76 , el qual correspon a un mecanisme d'emissió no tèrmic.

HR 5110 ($m = 5$, $i = 13^\circ$, $Sp = F2 IV+probable K$, $P = 2.6$ dies,
 $d = 52$ pc)

Ha estat observada a 8.4 GHz amb VLBI (Lestrade et al., 1984). No ha estat resolta, donant una grandària < 1.4 mil·lèsimes de segon d'arc, que és similar a la grandària del sistema binari (1.3×10^{12} cm). El flux total era de 32 mJy i la temperatura de brillantor $T_B \geq 4 \times 10^8$ K.

Els nostres resultats corresponen a un cas en què l'emissió era intensa i poc polaritzada, i a dos casos en què l'emissió no era intensa però sí polaritzada, encara que s'ha de notar que en un d'aquests casos el grau de polarització estava determinat amb un error gran. Aquests resultats també encaixen dins del context d'emissió girosincrotó esmentat anteriorment. Calculem per tant quins valors de la temperatura efectiva i del camp magnètic obtenim a partir del valor de la polarització obtingut el dia 357 (prenem aquest valor i no el

del dia 162 perquè té menys error). Si $\theta = 80^\circ$, de les expressions (7.1) i (7.2), tenim

$$T_{\text{ef}} \approx 6.31 \times 10^8 \text{ K} \quad \text{per } d = 7$$

$$T_{\text{ef}} \approx 2.51 \times 10^9 \text{ K} \quad \text{per } d = 3$$

Si considerem que la nostra observació correspon a un estat no actiu similar al que hi havia durant l'observació de VLBI, i tenim en compte que totes dues observacions han estat fetes a la mateixa freqüència, veiem que els nostres resultats de la T_{ef} concorden amb el límit inferior de la temperatura de brillantor obtinguda amb VLBI. (Recordem que $T_{\text{B}} = T_{\text{ef}}$ si $\tau \gg 1$ i $T_{\text{B}} = T_{\text{ef}} \times \tau$ ($T_{\text{B}} < T_{\text{ef}}$) si $\tau \ll 1$)

De les expressions (7.1) i (7.2), tenim

$$B \approx 100 \text{ G} \quad \text{per } d = 7$$

$$B \approx 150 \text{ G} \quad \text{per } d = 3$$

SIG CrB A ($m = 5.8$, $i = 28^\circ$, $Sp = \text{F8 V+G0 V}$, $P = 1.1$ dies, $d = 23$ pc)

Ha estat observada amb VLBI (a 5 GHz) però els resultats no són gaire fiables per la baixa relació senyal-soroll (Mutel et al., 1985). El flux total era 14 mJy. També s'ha observat a 21 cm (1.4 GHz), detectant-se un flux de 9.3 mJy (Kuijpers i van der Hulst, 1985).

La nostra observació a 8.4 GHz és l'única que s'ha fet en aquesta freqüència i el valor obtingut del flux és del mateix ordre que l'obtingut a 5 GHz.

BETA PER ($m = 2.2-3.5$, $Sp = B8 V+G5 III$, $P = 2.9$ dies,
 $d = 25$ pc)

Encara que Algol no està catalogada com RSCVn, la seva emissió ràdio és similar en molts aspectes a la dels sistemes RSCVn (Gibson, 1985), la qual cosa suggereix que la companya invisible d'Algol és una estrella del tipus RSCVn, és a dir, una subgegant K (Mullan, 1985). Aquest suggeriment indicaria que s'hauria de parlar en termes d'una estrella RSCVn, en lloc d'un sistema RSCVn (Mullan, 1985).

Algol va ser la primera radioestrella detectada amb VLBI (Clark et al., 1975). Posteriorment ha estat observada diverses vegades amb VLBI (Lestrade et al., 1985; Mutel et al., 1985), mostrant, en els casos que hi ha mesures de polarització (a 5 GHz), una estructura de nucli no polaritzada i una estructura d'halo lleugerament polaritzada. També s'ha observat a 1.6 GHz, mostrant $r_c > 53\%$ i $T_B > 10^{10}$ K (Lestrade et al., 1985), la qual cosa és consistent amb un procés coherent del tipus màser-ciclotró descrit per Melrose i Dulk (1982).

Els nostres resultats indiquen que l'estrella és força activa, mostrant un nivell d'emissió suficientment alt per ser detectada per VLBI amb facilitat. Cal notar que ha estat detectada tres dies seguits i que encara que les mesures de polarització mostren un error gran, els resultats obtinguts semblen complir la tendència seguida per les RSCVn que a l'emissió intensa li correspon poca polarització i que a l'emissió feble li correspon polarització més gran.

7.3 Discussió

Els valors de la densitat de flux i del grau de polarització circular que hem obtingut per algunes de les estrelles observades, semblen confirmar l'existència d'una anticorrelació entre la intensitat del flux i la polarització circular. Aquesta anticorrelació és una característica que ha estat apuntada pel model d'emissió girosincrotó (Mutel et al., 1985). A partir dels resultats de les nostres observacions, i suposant vàlida l'aplicació del model basat en l'emissió girosincrotó, es poden calcular paràmetres físics del sistema

binari tals com el camp magnètic o la temperatura efectiva.

D'altra banda, algunes de les estrelles observades presenten nivells d'emissió intensa i a la vegada han estat detectades diverses vegades. Aquest fet indica que tenen moltes possibilitats de ser detectades amb VLBI.

8. ESTUDI DE LSI+61°303

8.1 Introducció

La radioestrella LSI+61°303 presenta emissió en raigs X, raigs gamma i ones ràdio. La seva emissió en raigs X és dèbil ($10^{33} \text{ erg s}^{-1}$) (Bignami et al., 1981), mentre que la seva emissió en raigs gamma es considera associada a la part òptica de la font de raigs gamma CG135+01 (Perotti et al., 1980; Pollock et al., 1981), encara que aquesta associació té una incertesa produïda per la identificació entre un objecte puntual i un d'extens.

Les observacions ràdio mostren una emissió intensa i variable amb una periodicitat de 26.52 dies (Taylor i Gregory, 1982) obtinguda a partir de mesures realitzades al llarg de quatre anys a 5 GHz i 10.5 GHz. Aquesta periodicitat ha estat confirmada per Coe et al. (1983). S'ha obtingut un nou valor de la periodicitat de 26.496 dies a partir de mesures simultànies a 5 i 10.5 GHz (Taylor i Gregory, 1984).

Aquesta periodicitat ràdio fa que, a excepció dels púlsars, LSI+61°303 sigui una de les dues úniques radiofonts periòdiques conegudes (l'altra és Circinus X-1, P=16,59 dies)

Les nostres observacions ràdio, realitzades a 8.4 GHz, estan d'acord amb la periodicitat ràdio.

Els valors obtinguts a partir d'observacions de la velocitat radial són consistents amb el període ràdio i donen suport a la presència d'una estrella companya (Hutchings i Crampton, 1981).

Observacions fetes amb l'International Ultraviolet Explorer (IUE) mostren que aquesta estrella sofreix pèrdues de massa (Howarth, 1983). Aquesta pèrdua de massa es considera que és una conseqüència de la rotació ràpida de l'estrella i

dóna lloc a que l'estrella mantingui una estructura d'envoltura (Howarth, 1983; Hutchings i Crampton, 1981).

Respecte a observacions fotomètriques, hi ha les fetes als colors UBV per Bartolini et al. (1983). Els resultats obtinguts no mostren variacions de llum que estiguin correlades amb el període orbital, però els cinc punts obtinguts no estan situats a l'interval de fase on hi ha el màxim a la corba de llum ràdio.

Com que les observacions fotomètriques realitzades no cobrien de forma satisfactòria les fases on hi ha la variació a la corba ràdio, es van fer observacions UBVRi durant 10 dies i coincidint amb el període de màxima activitat ràdio.

8.2 Observacions ràdio

La periodicitat ràdio d'aquesta estrella fa que tingui un interès especial des del punt de vista astrofísic. Tota la informació ràdio de què es disposa per a aquesta estrella ha estat obtinguda bàsicament a 5 GHz i 10.5 GHz. Les nostres observacions estan fetes a 8.4 GHz. També s'han realitzat mesures del grau de polarització.

Els nostres resultats són a la taula 8.1. La fase zero ha estat establerta pel dia Julià 2443366.775 (Taylor i Gregory, 1982) i s'haprès un valor pel període de 26.496 dies. L'error assignat al flux corresponent al dia 161 de 1986 és més gran que el dels altres dies per problemes d'apuntat durant l'observació d'aquell dia.

A la figura 8.1 hi ha representats els nostres valors del flux, en funció de la fase, superposats a la corba ràdio promig de Taylor i Gregory (1982) obtinguda a 5 GHz. Tal com es pot veure, els nostres resultats estan d'acord amb la corba periòdica ràdio. Les dues ocasions en què no vam detectar la radioestrella corresponen a fases en què l'emissió és mínima.

Si considerem les diferents corbes d'emissió ràdio obtingudes entre l'any 1977 i el 1981 per Taylor i Gregory (1982, 1984), així com la obtinguda per Coe et al. (1983) entre

Data observació	13 cm flux (mJy)	3.6 cm flux (mJy)	Fase	Polarització circular	Tècnica observ.
207/82	< 47	< 17	0.31	-	1
269/84	-	< 24	0.23	-	2
357/84	-	28 ± 6	0.54	+0.21 ± 0.22	2
110/86	-	45 ± 3	0.81	-0.08 ± 0.06	2
110/86	-	42 ± 3	0.81	-0.08 ± 0.07	2
160/86	-	107 ± 4	0.69	-0.01 ± 0.03	2
160/86	-	109 ± 5	0.69	-0.11 ± 0.04	2
161/86	-	103 ± 22	0.72	+0.06 ± 0.15	2
162/86	-	92 ± 5	0.77	+0.01 ± 0.05	2

Taula 8.1 : Resultats corresponents a les observacions realitzades a la radioestrella LSI+61°303. Pels casos en què no hi ha detecció es dona un límit superior de la densitat de flux de tres vegades la desviació quadràtica mitja. El dígit que apareix a la columna de tècnica observacional indica 1 : ON-OFF i 2 : Escombrats.

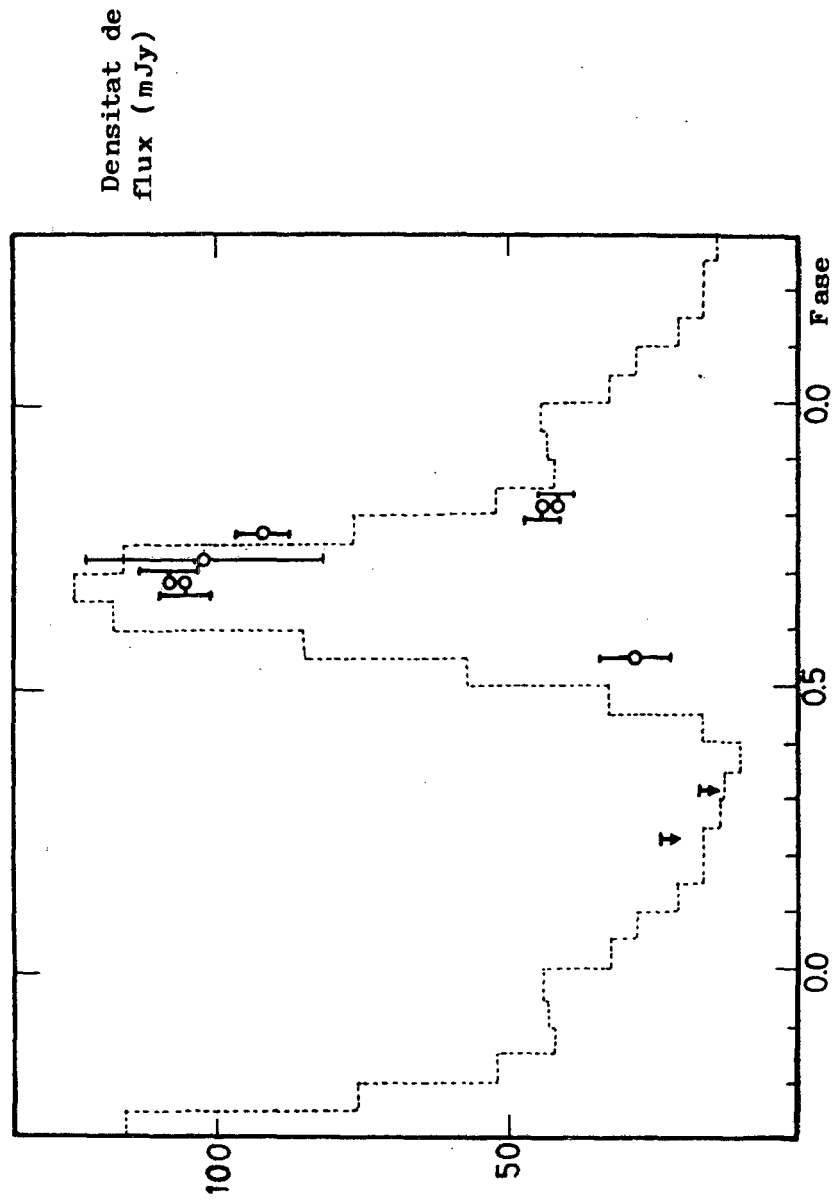


Figura 8.1 : Representació dels valors del flux de la taula 8.1, en funció de la fase. Aquests valors s'han representat superposats a la corba ràdio promig de Taylor i Gregory (1982) obtinguda a 5 GHz.

Maig del 1981 i Abril del 1982, i de les quals el valor del màxim és :

Flux màxim (mJy)	Data mes-any	Freqüència GHz	Referència
300	8-77	5	Taylor i Gregory, 1982
140	2-78	10	Taylor i Gregory, 1982
150	8-78	5	Taylor i Gregory, 1982
100	8-79	5	Taylor i Gregory, 1982
40	6-80	10	Taylor i Gregory, 1982
60	8-80	5	Taylor i Gregory, 1982
300	8-81	5	Taylor i Gregory, 1984
250	8-81	10	Taylor i Gregory, 1984
200	11-81	10.7	Coe et al., 1983

observem que l'amplitud del màxim ha anat disminuint durant tres anys i al quart any ha tornat a tenir un nivell d'emissió molt elevat.

El nostre valor corresponent a la detecció de l'any 1984 està d'acord amb un estat d'emissió similar a l'any 1980, mentre que els valors obtinguts l'any 1986 estan d'acord amb un nivell d'emissió similar al de l'any 1978 i de l'any 1981/1982.

Aquests resultats ens suggereixen una possible periodicitat en la variació del nivell d'intensitat de l'ordre de quatre anys. La verificació d'aquest suggeriment requereix realitzar observacions els anys vinents.

Les mesures de polarització circular, considerant els seus errors, indiquen que pràcticament no hi ha polarització circular, la qual cosa ens indica que aquest resultat no està en contradicció amb el fet que el mecanisme d'emissió sigui sincrotó, tal com suggereixen els models que intenten explicar l'emissió ràdio.

8.3 Observacions fotomètriques

8.3.1 C.A.H.A

Les observacions van ser realitzades a Calar Alto amb el telescopi de 1.23 m del Centro Astronómico Hispano-Alemán (C.A.H.A.). El telescopi estava equipat amb un fotòmetre d'un canal associat a un fotomultiplicador RCA31034 refrigerat per gel sec i amb el sistema de filtres UBVRI de Johnson. Les observacions es van dur a terme el mes de Juliol del 1985 durant deu nits. Totes les nits, excepte la primera, van ser bones fotomètricament, amb "seeing" més petit que 2".

Cada observació per a cada color es va fer amb temps d'integració de 5 segons i el procés s'aturava quan o bé l'error instrumental relatiu era més petit que 0.005 o bé el temps total d'integració era 40 segons. L'estrella estava centrada a un diafragma de 21" i el fons era restat automàticament. L'àrea del cel que s'escollia per fer el fons estava situada 30" al Nord de l'estrella. El tipus de fotometria emprada va ser la diferencial, utilitzant com a estrella de comparació BD+60°493, que és la mateixa que van fer servir Bartolini et al. (1983).

Cada nit es seguia una seqüència donada per SCSSCS (S:estrella, C:comparació). A part de les observacions de fotometria diferencial de LSI+61°303, cada nit també es realitzaven observacions de fotometria UBVRI absoluta d'una llista d'estrelles a observar per Hipparcos. Al fer la reducció d'aquest programa vam incloure l'estrella de comparació amb la qual cosa vam aconseguir tenir un total de 20 mesures de fotometria absoluta de l'estrella de comparació. Els resultats obtinguts per a l'estrella de comparació són:

$$\begin{aligned} V &= 8.407 \pm 0.003 \\ (B-V) &= 0.799 \pm 0.006 \\ (U-B) &= -0.279 \pm 0.001 \\ (V-R) &= 0.751 \pm 0.004 \\ (V-I) &= 1.363 \pm 0.008 \end{aligned}$$

La reducció de les mesures de fotometria diferencial es va fer promitjant, per a cada nit, els quatre increments de

magnitud obtinguts entre l'estrella i la de comparació, fent prèviament una interpolació lineal per a l'estrella de comparació per tal d'obtenir els comptes que tindria si haguéssim observat simultàniament l'estrella i la de comparació.

Cada increment de magnitud entre l'estrella i la de comparació s'obté a partir de l'expressió

$$m - m' = -2.5 \cdot \log (N / N')$$

on

N = nombre de comptes de l'estrella

N' = nombre de comptes de l'estrella de comparació

m = magnitud de l'estrella

m' = magnitud de l'estrella de comparació

Els errors amb què es donen les magnituds corresponen a la desviació quadràtica mitjana de la mitjana.

8.3.2 La Palma

Aquesta estrella ha estat observada dues vegades, durant el mes de Desembre de 1985, a l'observatori de La Palma amb el telescopi JKT, essent els observadors Torra i Nuñez (1986).

L'observació ha estat feta amb els cinc colors UBVRI del sistema Johnson i el tipus de fotometria és diferencial. L'estrella de comparació (BD+60°493) és la mateixa que es va utilitzar a les observacions fetes a C.A.H.A.

De les dues nits observades, tenim una mesura per a la primera nit i dues per a la segona. L'error que s'ha calculat per a la segona nit s'ha fet a partir de la desviació dels dos valors. Aquest error també s'ha assignat al resultat obtingut la primera nit, ja que les condicions d'observació de les dues nits eren similars.

La fase que correspon a cada punt, 0.29 i 0.36, s'ha calculat de la mateixa manera que per a les observacions anteriors, és a dir, a partir de la fase zero definida a ràdio.

Els valors obtinguts al V s'han utilitzat, juntament amb els valors obtinguts a Calar Alto, per fer l'estudi del model teòric que expliqui la variació òptica observada. Aquest estudi es troba a l'apartat 8.6, i a les figures 8.4, 8.5 i altres, apareixen representats aquests punts.

8.4 Variació òptica

A la taula 8.2 es presenten els resultats obtinguts en funció del dia Julià heliocèntric i de la fase. La fase zero ha estat establerta de la mateixa manera que pel cas dels resultats ràdio.

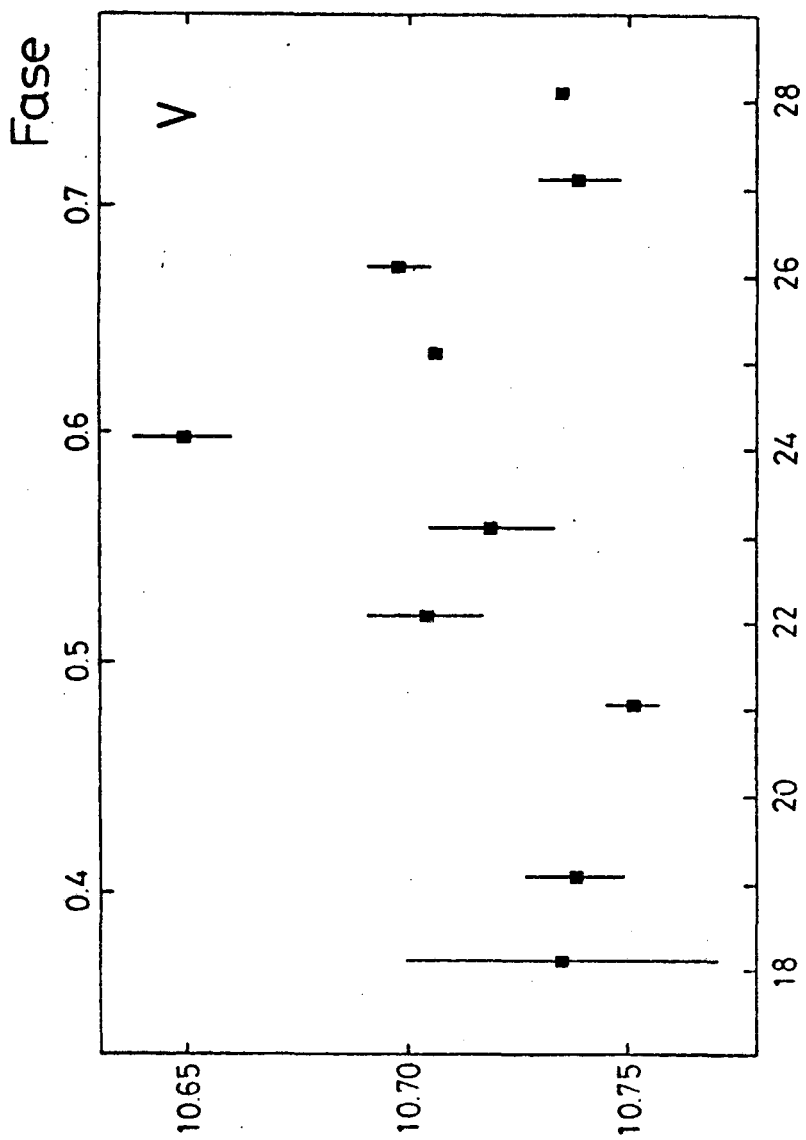
Els valors obtinguts a Calar Alto són dibuixats a la figura 8.2 i figura 8.3, en funció de la fase i el dia (U.T.).

La figura 8.2 mostra les magnituds V absolutes de LSI+61°303 observades a Calar Alto, el valor de les quals apareix a la taula 8.2 i que han estat calculades sumant els valors dels increments obtinguts de la fotometria diferencial als valors de l'estrella de comparació indicats a l'apartat anterior. Aquests resultats mostren de forma clara que l'estrella exhibeix una variació lluminosa. Durant l'interval del període orbital cobert per les nostres observacions, la corba de llum òptica es comporta de forma similar a la corba de llum ràdio donada per Taylor i Gregory (1984), obtinguda a 5 i 10 GHz. Totes dues tenen el màxim a la fase 0.6 i el temps que la nostra triga a adquirir un valor de la intensitat meitat del màxim és de l'ordre de dos dies, similar també al de la corba de llum ràdio.

L'amplitud de la corba és 0.1 magnituds, mentre que les barres d'error són de l'ordre de 0.01 magnituds. Per tal de comprovar que aquesta variació observada és real, hem aplicat un test χ^2 (Ji-quadrat) al conjunt format pels punts observats (magnituds V) i a la recta que correspon a la mitjana ponderada d'aquests punts. El valor que s'ha obtingut de χ^2 , indica que el nivell de significació que la recta representi els punts observats és pràcticament nul. Això ens indica que hi ha una variació òptica real de l'estrella.

JD	Radio fase	V	error	B-V	B-V error	U-B	U-B error	V-R	V-R error	V-I	V-I error
2446264.615	0.37	10.736	0.035	0.856	0.039	-0.285	0.022	0.832	0.055	1.478	0.047
2446265.590	0.41	10.739	0.011	0.847	0.014	-0.261	0.011	0.817	0.014	1.485	0.015
2446267.554	0.48	10.752	0.006	0.861	0.015	-0.256	0.018	0.850	0.009	1.512	0.009
2446268.579	0.52	10.705	0.013	0.860	0.021	-0.244	0.018	0.829	0.018	1.502	0.018
2446269.605	0.56	10.720	0.014	0.859	0.019	-0.274	0.021	0.835	0.018	1.517	0.017
2446270.618	0.60	10.650	0.011	0.853	0.017	-0.259	0.019	0.829	0.015	1.508	0.014
2446271.599	0.63	10.707	0.001	0.849	0.001	-0.266	0.005	0.826	0.003	1.506	0.004
2446272.601	0.67	10.699	0.007	0.855	0.008	-0.270	0.009	0.832	0.008	1.505	0.007
2446273.611	0.71	10.740	0.009	0.847	0.013	-0.266	0.013	0.831	0.011	1.510	0.010
2446274.600	0.75	10.736	0.001	0.853	0.004	-0.265	0.005	0.823	0.001	1.498	0.001
2446421.518	0.29	10.769	0.026	0.831	0.034	-0.304	0.024	0.807	0.039	1.466	0.031
2446423.341	0.36	10.734	0.026	0.832	0.034	-0.266	0.024	0.804	0.039	1.451	0.031

Taula 8.2 : Fotometria UBVR Johnson de la radioestrella
LSI+61°303.



Data U.T. (1985) Juliol

Figura 8.2 : Valors de la magnitud V de LSI+61°303, observats a Calar Alto, en funció del temps (U.T.) i de la fase ràdio. Les barres d'error indiquen la desviació quadràtica mitjana de la mitjana.

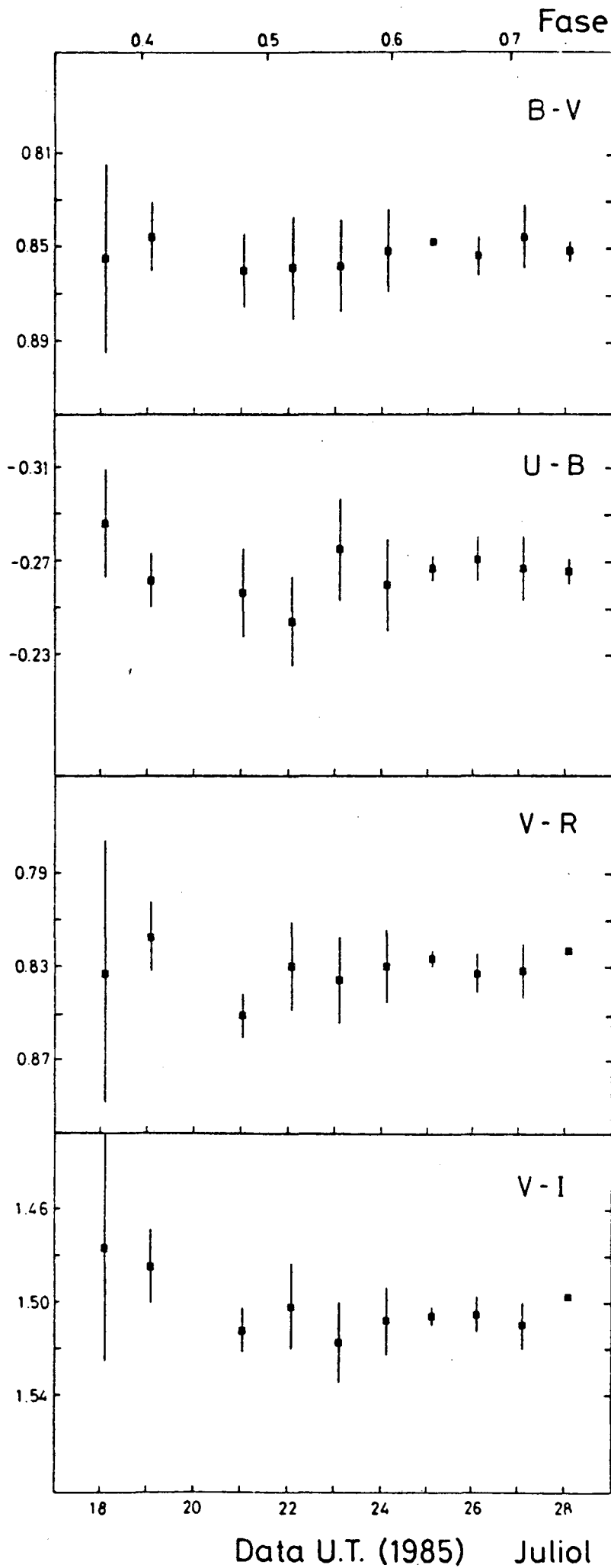


Figura 8.3 : índexs de color de LSI+61°303, observats a Calar Alto, en funció del temps (U.T.) i de la fase. Les barres d'error indiquen la desviació quadràtica mitjana de la mitjana.

Els índexs de color (B-V), (U-B), (V-R) i (V-I) són dibuixats a la figura 8.3. Les barres d'error, que són del mateix ordre que abans, no ens permeten en aquest cas confirmar o no la variabilitat d'aquests valors. L'aplicació d'un test χ^2 , als valors obtinguts per a cada índex de color, dona per (B-V) i (U-B) un nivell de significació del 95% i del 75% respectivament que els punts observats siguin una representació de la recta associada a la mitjana ponderada. Pel cas dels colors (V-R) i (V-I) els valors que s'obtenen són del 20% i del 11 % respectivament, la qual cosa indica la possibilitat que hi hagi variació en aquests dos colors, encara que aquesta variació seria molt petita.

8.5 Determinació de paràmetres físics

8.5.1 Classificació espectral

A partir dels índexs de color observats (B-V) i (U-B) fora del màxim ($V = 10.74$) s'ha calculat el paràmetre fotomètric Q, el qual és independent de l'envermelliment ("reddening") i només depèn del tipus espectral.

El valor de Q vé donat per (Mihalas i Binney, 1981):

$$Q = (U-B) - \frac{E(U-B)}{E(B-V)} \cdot (B-V) \quad (8.1)$$

i

$$\frac{E(U-B)}{E(B-V)} = 0.72 + 0.05 \cdot E(B-V) \quad (8.2)$$

on $E(U-B)$ i $E(B-V)$ és l'excés corresponent a cada índex de color. Si negligim el darrer terme de (8.2), ja que $E(B-V) \approx 1$, obtenim un valor de Q igual a -0.88, la qual cosa indica que

aquesta estrella és del tipus espectral B0 - B0.5 (Johnson et al., 1953).

La determinació de la classe de lluminositat és més complexa. Presentem l'estudi fet pel cas B0, indicant que pel cas B0.5 també s'obté el mateix resultat en la determinació de la classe de lluminositat. De les relacions existents entre els índexs de color intrínsecs, el tipus espectral i la classe de lluminositat (Mihalas i Binney, 1981) obtenim

Classe espectral	$(B-V)_0$
B0 Ib	-0.21
B0 III	-0.28
B0 V	-0.28

L'excés ve donat per la relació

$$E(B-V) = (B-V) - (B-V)_0$$

i l'absorció A_λ , en magnituds és

$$A_\lambda = R_\lambda \cdot E(B-V)$$

on λ és la longitud d'ona i R_λ és una constant, el valor de la qual obtenim a partir de la corba d'absorció interstel.lar donada per Johnson (1965). Pel cas de V, es té $R_V = 3$ i s'obtenen els valors de l'absorció que s'indiquen a continuació per a les diferents classes de lluminositat

Classe espectral	$E(B-V)$	A_V
B0 Ib	1.06	3.18
B0 III	1.13	3.39
B0 V	1.13	3.39

Per deduir la distància apliquem la fórmula habitual

$$m - M = 5 \cdot \log d - 5 + A$$

on

m : magnitud aparent
 M : magnitud absoluta
 d : distància (pc)
 A : absorció

i prenem com a valors de M_v els que donen Mihalas i Binney (1981) en funció del tipus espectral i la classe de lluminositat. Tenim per tant

Classe espectral	M_v	d (pc)
B0 Ib	-5.8	4508
B0 III	-4.7	2570
B0 V	-4.0	1862

Si suposem que aquesta estrella està associada al cúmulo obert IC 1850 (Gregory et al., 1979), el qual està situat a una distància de 2.3 Kpc, és obvi que l'estrella no pot ser de classe I.

Acceptant que la distància és 2300 pc, i amb els valors de l'absorció calculats anteriorment per a les classes III i V, trobem que la magnitud absoluta visual és

$$M_v = -4.46$$

vàlida tant per a classe III com per a classe V ja que totes dues tenen la mateixa absorció.

Aquesta magnitud absoluta també és coincident amb els valors que dona Lesh (1968) pel tipus espectral B0.5 III i B0 V.

Si comparem aquests resultats amb els obtinguts per

d'altres autors, veiem que coincidim amb els donats per Hutchings i Crampton (1981), els quals donen una classificació B0 V a partir d'observacions a l'ultraviolat fetes per l'IUE, mentre que no coincidim amb Howarth (1983), el qual dona B4.5 III també a partir d'observacions a l'IUE.

8.5.2 Determinació del radi i temperatura efectiva

S'ha fet una estimació del radi i de la temperatura efectiva de l'estrella comparant els models d'atmosferes de Kurucz (1979) amb els valors UBVRI observats corregits d'envermelliment.

El procés seguit ha estat en primer lloc el pas de magnituds Johnson a fluxos. Això s'ha pogut fer tenint en compte les calibracions donades per Johnson (1966):

Banda	Longitud d'ona λ (nm)	Densitat de flux absoluta per a magnitud = 0 f_{λ} (erg cm ⁻² nm ⁻¹ s ⁻¹)
U	360	$4.35 \cdot 10^{-8}$
B	440	$7.20 \cdot 10^{-8}$
V	550	$3.92 \cdot 10^{-8}$
R	700	$1.76 \cdot 10^{-8}$
I	900	$8.30 \cdot 10^{-9}$

i la relació

$$m_1 - m_2 = -2.5 \cdot \log (f_1/f_2)$$

Si

$$m_1 = 0$$

$$m_2 = \text{magnitud observada}$$

$$f_1 = \text{valors de la taula anterior}$$

aleshores el flux observat vindrà donat per la relació

$$f_1 = f_2 \cdot 10^{-0.4 m_1}$$

Ara bé, les magnituds que hem de considerar han de corregir-se d'envermelliment. L'absorció ve donada per

$$A_\lambda = R_\lambda \cdot E(B-V)$$

on $E(B-V)=1.13$ tal com s'ha vist a l'apartat anterior. De Seaton (1979) prenem $R_U = 4.75$ i de Johnson (1965) $R_B = 4$, $R_V = 3$, $R_R = 2.13$ i $R_I = 1.3$, valors amb els quals obtenim per a l'absorció els resultats

$$\begin{aligned} A_U &= 5.37 \\ A_B &= 4.52 \\ A_V &= 3.39 \\ A_R &= 2.41 \\ A_I &= 1.47 \end{aligned}$$

i els valors de les magnituds corregides d'envermelliment

$$\begin{aligned} U_o &= 11.32 - 5.37 = 5.95 \\ B_o &= 11.59 - 4.52 = 7.07 \\ V_o &= 10.74 - 3.39 = 7.35 \\ R_o &= 9.91 - 2.41 = 7.50 \\ I_o &= 9.23 - 1.47 = 7.76 \end{aligned}$$

Els valors dels fluxos observats i corregits d'absorció són

$$\begin{aligned} f_U &= 1.81 \cdot 10^{-10} && \text{erg cm}^{-2} \text{nm}^{-1} \text{s}^{-1} \\ f_B &= 1.07 \cdot 10^{-10} \\ f_V &= 4.50 \cdot 10^{-11} \\ f_R &= 1.76 \cdot 10^{-11} \\ f_I &= 6.53 \cdot 10^{-12} \end{aligned}$$

La intensitat (Lang, 1974), també anomenada flux a la superfície de l'estrella (Kurucz, 1979), ve donada per la relació

$$F_{\lambda} = \frac{d^2}{\pi \cdot R^2} \cdot f_{\lambda}$$

on

d = distància a l'estrella

R = radi de l'estrella

Fixada la distància a l'estrella $d = 2300$ pc, es considera un valor pel radi i per a la temperatura. Amb aquests valors considerats, es determina el valor de $\log F_{\lambda}$ a partir de les taules de models d'atmosfera de Kurucz (1979). El valor mínim que s'obté de la suma de les diferències, per a cada color i en valor absolut, entre $\log F_{\lambda}$ (de Kurucz) i l'observat ens dona un criteri per determinar quins valors de R i T són més adients considerant els valors observats de F_{λ} .

Aquest procés es va repetint per a diferents radis i temperatures. S'ha trobat que el millor ajust dels cinc colors U, B, V, R i I de les nostres observacions és per a un model amb

$$T_{\text{efectiva}} = 30000 \text{ K} \quad , \quad R = 10 R_{\text{solars}}$$

Aquesta temperatura efectiva correspon als tipus B0-B0.5 III o B0 V (Bohm-Vitense, 1981).

També s'ha utilitzat el mètode de Barnes et al. (1978) per determinar el radi i la temperatura. Aquest mètode defineix un paràmetre F_V de brillantor de la superfície visible que ve donat per

$$F_V = 4.2207 - 0.1 \cdot V_{\circ} - 0.5 \cdot \log FI$$

on

FI = diàmetre en mil.lèssimes de segon d'arc

V_{\circ} = magnitud visual al sistema UBV corregida d'absorció

i el relaciona amb $(V-R)_{\circ}$ per mitjà de relacions obtingudes empíricament ;

$$F_V = 3.977 - 1.390 \cdot (V-R)_{\circ} \quad , \quad -0.17 \leq (V-R)_{\circ} \leq 0.50$$

Pel nostre cas,

$(V-R)_0 = -0.15$, $V_0 = 7.35$, $F_V = 4.1855$, $FI = 0.0398$
 la qual cosa dona un radi de $9.8 R_{\text{solar}}$

Pel que fa a la temperatura, la relació amb el paràmetre F_V és

$$F_V = \log T_e + 0.1 \cdot BC$$

on

T_e = temperatura efectiva

BC = correcció bolomètrica = -2.83

(Lang, 1974; Mihalas, 1981)

i obtenim

$$T = 29410 \text{ K}$$

Tots dos models donen resultats similars. Era d'esperar que fós així, perquè els models teòrics de Kurucz (1979) concorden totalment amb les observacions per a temperatures efectives per sobre dels 8000 K.

8.5.3 Lluminositat

-Llei de Stefan - Boltzmann

Si l'estrella es comporta com un cos negre, tenim

$$L = 4 \cdot \pi \cdot R^2 \cdot \text{sig} \cdot T_e^4 \text{ erg s}^{-1}$$

on

$$\text{sig} = 5.67 \cdot 10^{-5} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^2 \text{ K}^{-4}$$

= constant de Stefan-Boltzmann

T_e = temperatura efectiva

R = radi de l'estrella

Si prenem els valors obtinguts ($R = 10 R_{\text{solar}}$ i $T_e = 30000 \text{ K}$)
 obtenim

$$L = 2.8 \cdot 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$$

-Lluminositat bolomètrica

Es calcula a partir de

$$L_b = 3.02 \cdot 10^{35} \cdot 10^{-(2/5)M_b} \quad \text{erg s}^{-1}$$

on

$$M_b = \text{magnitud bolomètrica}$$

Pel nostre cas $M_b = M_v + BC = -4.46 - 2.83 = -7.29$

i obtenim

$$L_b = 2.49 \cdot 10^{38} \quad \text{erg s}^{-1}$$

Al màxim, la lluminositat bolomètrica és

$$L_b = 2.70 \cdot 10^{38} \quad \text{erg s}^{-1}$$

i l'increment de lluminositat bolomètrica entre el màxim i el mínim és

$$\text{delta } L_b = 2.14 \cdot 10^{37} \quad \text{erg s}^{-1}$$

-Lluminositat visual (V)

$$\begin{aligned} L_v &= L_{\text{solar}} \cdot 10^{0.4 \cdot (M_{\text{solar}} - M_v)} \\ &= 3.8268 \cdot 10^{33} \cdot 10^{0.4 \cdot (4.79 - M_v)} \quad \text{erg s}^{-1} \end{aligned}$$

Aplicant-ho als nostres valors, tenim

$$L_v = 1.92 \cdot 10^{37} \quad \text{erg s}^{-1} \quad (\text{mínim})$$

$$L_v = 2.08 \cdot 10^{37} \quad \text{erg s}^{-1} \quad (\text{màxim})$$

i l'increment de lluminositat visual és

$$\text{delta } L_v = 1.64 \cdot 10^{36} \quad \text{erg s}^{-1}$$

8.6 Model per explicar la variabilitat òptica

8.6.1 Introducció

Qualsevol model que pretengui explicar les variacions òptiques observades, ha de tenir present els models que expliquen l'emissió ràdio per tal de no caure en contradiccions. Actualment hi ha dos models que descriuen l'emissió ràdio, així com l'emissió de raigs X i raigs gamma. Tots dos models consideren l'existència d'una companya compacta per a l'estrella. Un d'ells, degut a Maraschi i Treves (1981), suggereix que l'estrella companya és un púlsar. De moment no s'ha trobat evidència observacional (Bignami et al., 1981; Coe et al., 1983) i la periodicitat ràdio no queda explicada en aquest model. L'altre model, degut a Taylor i Gregory (1982, 1984), considera que l'emissió periòdica ràdio és produïda per la radiació sincrotó d'electrons, la producció dels quals ve donada per un augment del ritme d'acreció sobre la companya compacta en un sistema que té una òrbita altament excèntrica. Aquestes mateixes partícules donen lloc a l'emissió de raigs X i raigs gamma per scattering Compton dels fotons de la primària. Sembla ser, per tant, que el model d'acreció és el que millor explica les característiques emissores de l'estrella.

8.6.2 Deformacions de la primària

D'acord amb el model que explica l'emissió periòdica ràdio, tenim un sistema binari altament excèntric en el que hi ha accreció de massa quan el secundari (objecte compacte) passa pel periastre. La periodicitat ràdio ve donada per tant per la periodicitat orbital. Si aquest model és correcte, cal esperar que es produeixin deformacions gravitatòries del primari pel secundari, més grans com més a prop del periastre ens trobem. Aquestes deformacions del primari produïrien variacions de la grandària superficial així com una redistribució de la temperatura superficial, que donaria lloc a variacions de la magnitud. Aquestes variacions, que es produïrien de forma més intensa quan es passés pel periastre,

són les que podrien explicar les variacions òptiques observades.

Per fer aquest estudi, s'ha utilitzat un programa anomenat WINK, creat per Wood (1971, 1973) i que genera corbes de llum per a sistemes binaris eclipsants no esfèrics a partir d'una sèrie d'elements que defineixen un model de sistema binari. En aquest la intensitat a la superfície de les estrelles ve donada per la temperatura efectiva i la llei de radiació de Planck, en combinació amb les lleis típiques per a l'enfosquiment lineal del limb ("linear limb darkening") i l'abrillantament gravitacional ("gravity brightening"). Aquest model també considera les distorsions rotacionals i gravitatòries, així com la reflexió.

El model de Wood assumeix que la superfície fotosfèrica d'una estrella es pot representar per un el·lipsoide triaxial, la qual cosa queda justificada a partir dels treballs de Chandrasekhar (1933) en què va demostrar que un polítrop en rotació i deformat gravitacionalment podia aproximar-se per un el·lipsoide triaxial. El model de Wood també permet òrbites excèntriques introduint l'excentricitat i la longitud del periastre com a paràmetres lliures.

Ara bé, el model de Wood està restringit al cas que hi hagi rotació síncrona de les estrelles (període de rotació igual a període orbital), i considera que la deformació de les components al llarg de l'òrbita és constant. Tenint en compte que considerarem excentricitats elevades, ens interessa considerar la possibilitat que la deformació variï al llarg de l'òrbita i també que la rotació pugui ser no síncrona, és a dir, tenir la possibilitat de treballar amb diferents velocitats rotacionals.

La introducció d'aquestes noves opcions al programa WINK ha estat feta per Clausen et al. (1977), i és aquesta versió modificada la que s'ha fet servir després d'introduir alguns canvis addicionals. Aquests nous canvis han consistit en passar tot el programa a doble precisió per tal d'evitar els problemes que sorgien quan treballàvem amb una estrella

compacta (radi de 30 quilòmetres) així com fer servir les taules dels models de Kurucz (1979) en lloc de la llei de Planck.

Les fórmules generals que defineixen a politrops deformats per efectes de gravitació i rotació han estat donades per Chandrasekhar (1933). A partir d'aquestes fórmules, Clausen et al. (1977) troben les expressions que donen els valors instantanis dels eixos estel·lars, correctes fins a tercer ordre

$$a = r \left[1 + q \cdot \nu^3 + 1/2 \cdot (1 + q) \left(\Omega / \Omega_K \right)^2 \cdot \nu_0^3 \right]$$

$$b = r \left[1 - 1/2 \cdot q \cdot \nu^3 + 1/2 \cdot (1 + q) \left(\Omega / \Omega_K \right)^2 \cdot \nu_0^3 \right]$$

$$c = r \left[1 - 1/2 \cdot q \cdot \nu^3 \right]$$

El segon terme de cada parentesi és degut a deformació gravitatòria i varia al llarg de l'òrbita, ja que $\nu = r/R$ on $R = R_0 \cdot (1 - e \cos E)$ és la distància, a cada instant, entre les components (E : anomalia excèntrica, R_0 : longitud del semieix major).

El tercer terme, que apareix als eixos a i b, representa la deformació rotacional, essent Ω la velocitat angular de rotació i Ω_K el valor síncrone. Apareix també la constant $\nu_0 = r/R_0$, on r és el radi de l'estrella sense pertorbar.

Els paràmetres bàsics amb els quals treballa el programa són

i : inclinació

e : excentricitat

ω : longitud del periastre

u : enfosquiment del limbe ("limb darkening")

A : radi de l'estrella A, en unitats del semieix major, sense pertorbar

k : relació de radis (radi A / radi B)
 β : abrillantament gravitacional ("gravity brightening")
 T : temperatura equatorial
 T_c : temps de conjunció
 q : relació de masses
 w : albedo de reflexió
 P : període orbital (en dies)
 $quad$: magnitud de quadratura. Notem que el temps de quadratura T_q és $T_q = T_c + P/4$
 r_{not} : longitud del semieix major (en radis solars)
 $lambda$: longitud d'ona de les observacions (en amstrongs)
 Ω/Ω_k : velocitat de rotació angular referida al valor síncrone
 g : logaritme de la gravetat

Com que considerem que el nostre sistema binari està format per una estrella jove de la classe III o V i una estrella compacta, la contribució lluminosa d'aquesta última a la corba de llum és totalment negligible i per tant els valors dels paràmetres físics que assignem a l'estrella compacta no tenen cap influència a la corba de llum generada. Assenyalem a continuació els valors que prenem per a la nostra estrella i que mantenim sempre fixos

$u = 0.34$. Aquest valor s'ha tret de les taules de Carbon i Gingerich (1969) adoptant una temperatura de 30000 K, logaritme de la gravetat superficial 4 i longitud d'ona 5500 amstrongs.

$\beta = 0.25$ Aquest valor és el que es pren habitualment per a una estrella radiativa

$T = 30000$ K

$T_c = 0$

$w = 1$

$P = 26.496$ dies

$quad = 10.74$

$\lambda = 5500$ A

$g = 4$

- Paràmetres del sistema binari a determinar

Els paràmetres que hem fet variar per tal de veure quina combinació d'ells donava corbes de llum que s'assemblessin a l'observada són:

rnot :

Tenint en compte la tercera llei de Kepler

$$P = \frac{2 \cdot \pi \cdot r_{\text{not}}^{3/2}}{((m_{\text{sm}} + m_{\text{pm}}) \cdot G)^{1/2}}$$

on

P = període

sm = massa secundari

pm = massa primari

i com que al nostre cas el període té un valor fixat (26,496 dies), el valor del semieix vindrà donat directament pels valors que donem a la massa del sistema. Els valors que hem donat a les masses són

sm = 1 - 1.5 - 2 M solars

pm = 1 - 2 - 3 15 M solars

A :

Ha prè els valors 1 - 2 - 3 ... 20 R solars i 25 - 30 - 35 R solars en unitats del semieix major

e :

Per a valors de l'excentricitat menors que 0.4 s'ha vist que per a valors típics de masses i radi no hi ha pràcticament variació lluminosa al passar pel periastre, o si n'hi ha (valors prop de 0.4) és molt més petita que l'observada. Per a excentricitats més grans que 0.75, hi ha una variació de la corba de llum molt pronunciada al pas pel periastre, però a la vegada molt estreta pel poc temps que l'estrella compacta està deformant a la primària.

L'estudi sistemàtic s'ha fet pels valors següents

$$0.45 \leq e \leq 0.75$$

presos a intervals de 0.05

Ω / Ω_K :

S'ha fet per a dos casos:

- a) $\Omega / \Omega_K = 1$. En aquest cas la velocitat de rotació de la primària és igual a la velocitat de rotació orbital promig (rotació síncrona)
- b) cas que la velocitat de rotació de la primària és igual a la velocitat de rotació orbital al moment del pas pel periastre. La relació que existeix entre la velocitat angular al periastre (referida a la velocitat angular promig) i l'excentricitat vé donada per

$$\frac{\Omega_{\text{periastre}}}{\Omega_{\text{orbital}}} = \left(\frac{1+e}{1-e} \right)^{1/2}$$

Els valors utilitzats són :

e	0.45	0.50	0.55	0.60	0.65	0.70	0.75
Ω / Ω_K	2.952	3.464	4.124	5.000	6.204	7.935	10.740

longitud del periastre, ω :

La influència d'aquest paràmetre a la corba de llum queda reflectida a la figura 8.4. Fixat un valor de la inclinació (90 graus en aquest cas), i per a un donat, s'ha assignat la fase del màxim de la corba observada (0.6) al màxim de la corba generada. Tal com es pot apreciar a la figura, l'única corba simètrica és la que correspon a $\omega = 180^\circ$.
és raonable que sigui així d'acord amb la geometria

del problema i a la redistribució de temperatures segons la llei de Von Zeipel (1924), ($T \propto g^\beta$), provocada per la deformació quan passa prop del periastre (assenyalat amb una P a la figura).

Si ens fixem en els punts observats veiem que mostren una certa simetria, la qual cosa fa pensar que les corbes teòriques que ajustaran millor els punts observats seran aquelles que tinguin valors de ω al voltant de 180° .

Al fer l'estudi sistemàtic, en una primera fase es van emprar els valors 0° , 60° , 120° , 180° , 240° i 300° . Un cop comprovat que el valor de ω que donava corbes més semblants a les observades era de 180° , ja es va prendre sistemàticament només aquest valor.

També s'ha obtingut un comportament similar al mostrat a la figura 8.4 considerant el cas $i = 45^\circ$.

inclinació :

La figura 8.5 mostra com varien les diverses corbes teòriques en funció de la inclinació per a un valor fix de la longitud del periastre. El comportament que mostren aquestes corbes també era d'esperar. En efecte, com que l'estrella comença a estar deformada abans de passar pel periastre, per a una inclinació de 90° nosaltres veiem aquesta part deformada (estirada) directament, amb la qual cosa estem veient la part més freda (els punts que veiem són els que estan més lluny del centre de l'estrella) i això ens dona el mínim que apareix abans del màxim.

Quan la inclinació val 0° , aquest mínim no ens apareix mai perquè, per la geometria, els punts més freds no apuntaran mai a la nostra visual com a conseqüència de la deformació.

De la mateixa manera com s'ha fet per a la longitud del periastre, quan s'ha fet l'estudi sistemàtic s'ha utilitzat en una primera fase els valors per a la inclinació de 0° , 30° , 60° i 90° i una vegada s'ha comprovat que els valors de 60° i 90° donaven corbes de llum completament diferents de les observades, s'ha fet l'estudi posterior amb inclinacions de 0° i 30° .

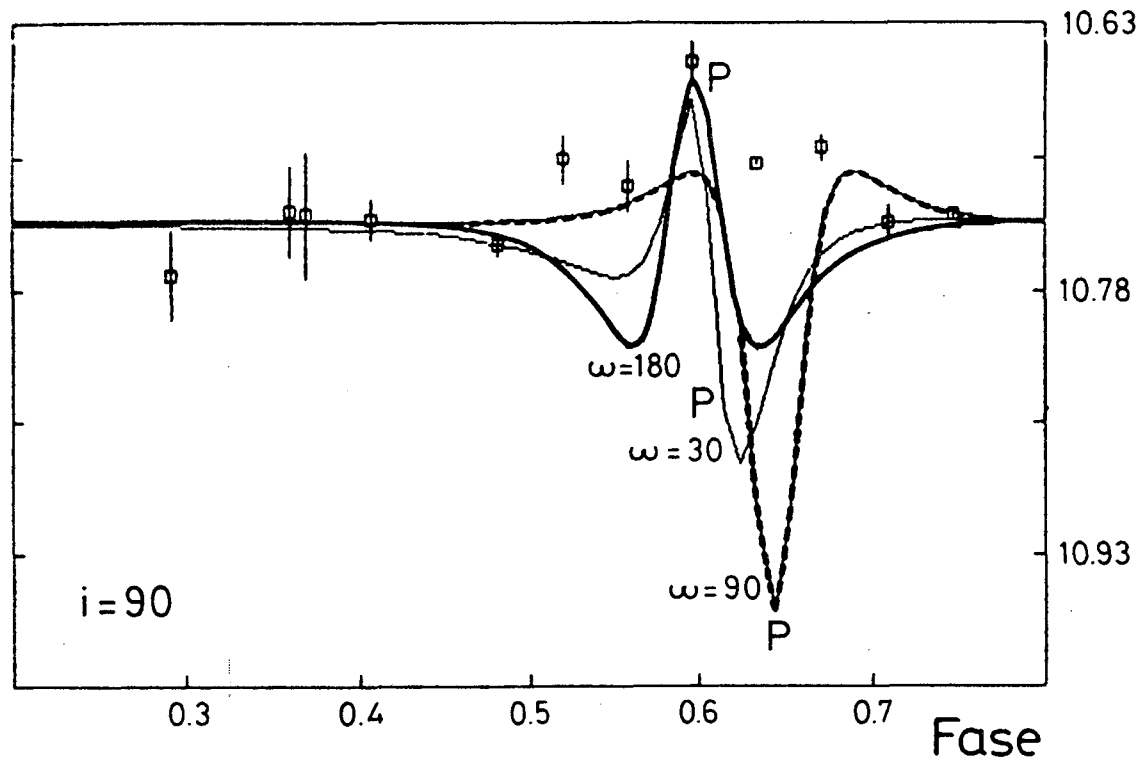


Figura 8.4 : Corbes de llum generades per a diferents valors de la longitud del periastre i per un valor donat de la inclinació. Els símbols quadrats indiquen els punts observats. P indica periastre.

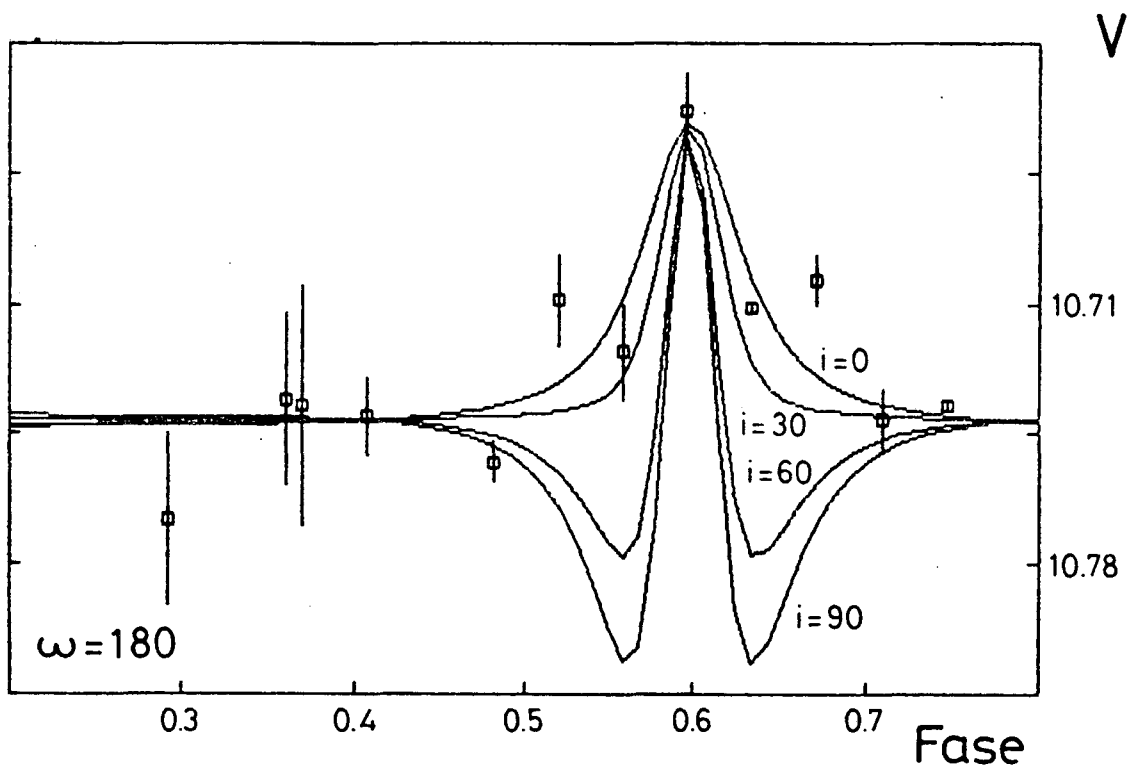


Figura 8.5 : Corbes de llum generades per a diferents valors de la inclinació i per a un valor fixat de la longitud del periastre.

Per la gran quantitat de corbes de llum generades com a conseqüència dels diferents paràmetres i dels valors que podien prendre cadascun d'ells, ens ha calgut utilitzar un paràmetre estadístic que ens digués quina corba de llum teòrica s'apropava més a l'observada sense haver de fer la comparació visualment.

El paràmetre que s'ha utilitzat ha estat χ , definit per :

$$\chi = \left[\frac{1}{\text{nobs} - 1} \sum \left(\frac{\text{om}(i) - \text{cm}(i)}{\text{sigma}(i)} \right)^2 \right]^{1/2}$$

on

om(i) = magnituds observades

cm(i) = magnituds calculades

sigma(i) = error magnitud observada

nobs = nombre de punts observats (12)

Els valors de χ tals que $1 \leq \chi \leq 2$, ens diuen que les corbes generades tenen una forma semblant a l'observada. En el cas que tinguéssim una corba completament plana, és a dir, que no hi hagués deformació i per tant no tinguéssim cap variació lluminosa, el valor de χ que obtindríem és 3.9.

Per fer-nos una idea dels valors que pren aquest paràmetre, donem a continuació els valors que corresponen a les corbes de la figura 8.5.

i	0°	30°	60°	90°
χ	1.69	2.23	6.02	8.41

També és interessant veure el comportament de χ en funció de la massa total del sistema. Això es veu reflectit a la figura 8.6 on a les ordenades hi ha el paràmetre χ i a les abscisses la massa total del sistema. Els punts que apareixen a la figura corresponen al cas que $e = 0.60$, $\Omega / \Omega_K = 2.64$, $r =$

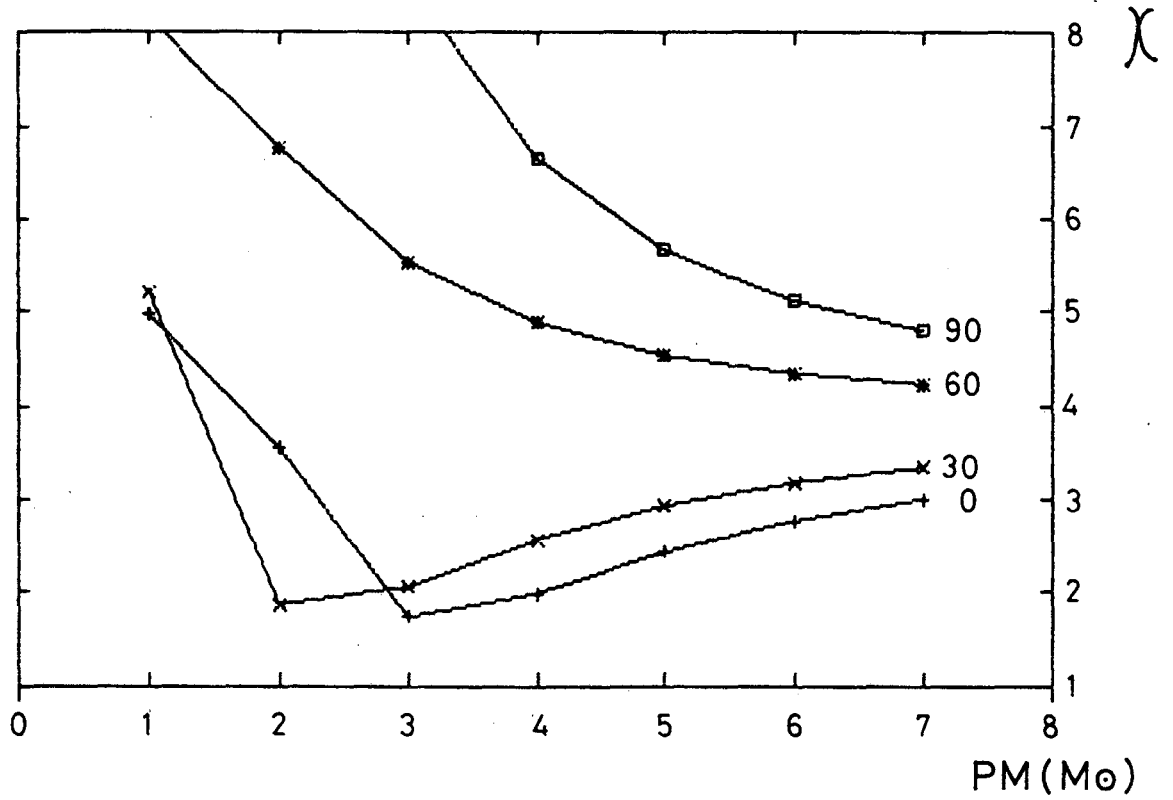


Figura 8.6 : Paràmetre estadístic en funció de la massa de l'estrella primària per a diferents valors de la inclinació. Els valors dels altres paràmetres són $e = 0.60$, $r = 15 R_{\odot}$, $m = 2 M_{\odot}$ i $\Omega / \Omega_K = 2.64$.

15 R_{\odot} , $sm = 2 M_{\odot}$ i diversos valors de la inclinació. El comportament d'aquesta figura és completament general, és a dir, si agaféssim altres valors per e , Ω / Ω_{κ} i r també obtindriem una figura similar, encara que podria estar desplaçada.

Per a qualsevol inclinació, tots els punts d'aquesta figura tendeixen a 3.9 per valors de la massa total grans. La raó és senzilla puix que valors grans de la massa total impliquen valors grans del semieix major de l'òrbita (recordem que tenim el període fixat), la qual cosa fa que la distància al periastre sigui gran i per tant la deformació petita i com a conseqüència la corba de llum tendeixi a ser plana.

El comportament per a la zona de masses relativament petites és també raonable tenint en compte el comportament reflexat a la figura 8.5.

El càlcul d'aquest paràmetre de forma sistemàtica s'ha fet prenent el programa WINK (amb totes les modificacions indicades) com una subrutina d'un programa anomenat RWOMC, el qual, donades les corbes de llum generades per WINK, assigna la fase 0.6 al màxim de cadascuna d'elles (que és la fase del màxim dels punts observats) i determina la fase dels altres punts d'acord a aquesta assignació. Fet això, RWOMC calcula el paràmetre χ .

Els resultats obtinguts, és a dir, el conjunt de paràmetres e , i , sm , pm , r i Ω / Ω_{κ} que fan que $\chi \leq 2$ estan representats a les figures 8.7 a 8.13. A les abscisses hi ha el radi de l'estrella sense pertorbar (r) expressat en radis solars i a les ordenades hi ha la massa del primari en masses solars. El paràmetre lambda que apareix indica el quocient entre la velocitat de rotació del primari i la velocitat orbital al periastre. La relació entre aquest paràmetre i Ω / Ω_{κ} ve donada per

$$\chi = \frac{\Omega}{\Omega_{\kappa}} \cdot \left[\frac{(1-e)^3}{(1+e)} \right]^{1/2}$$

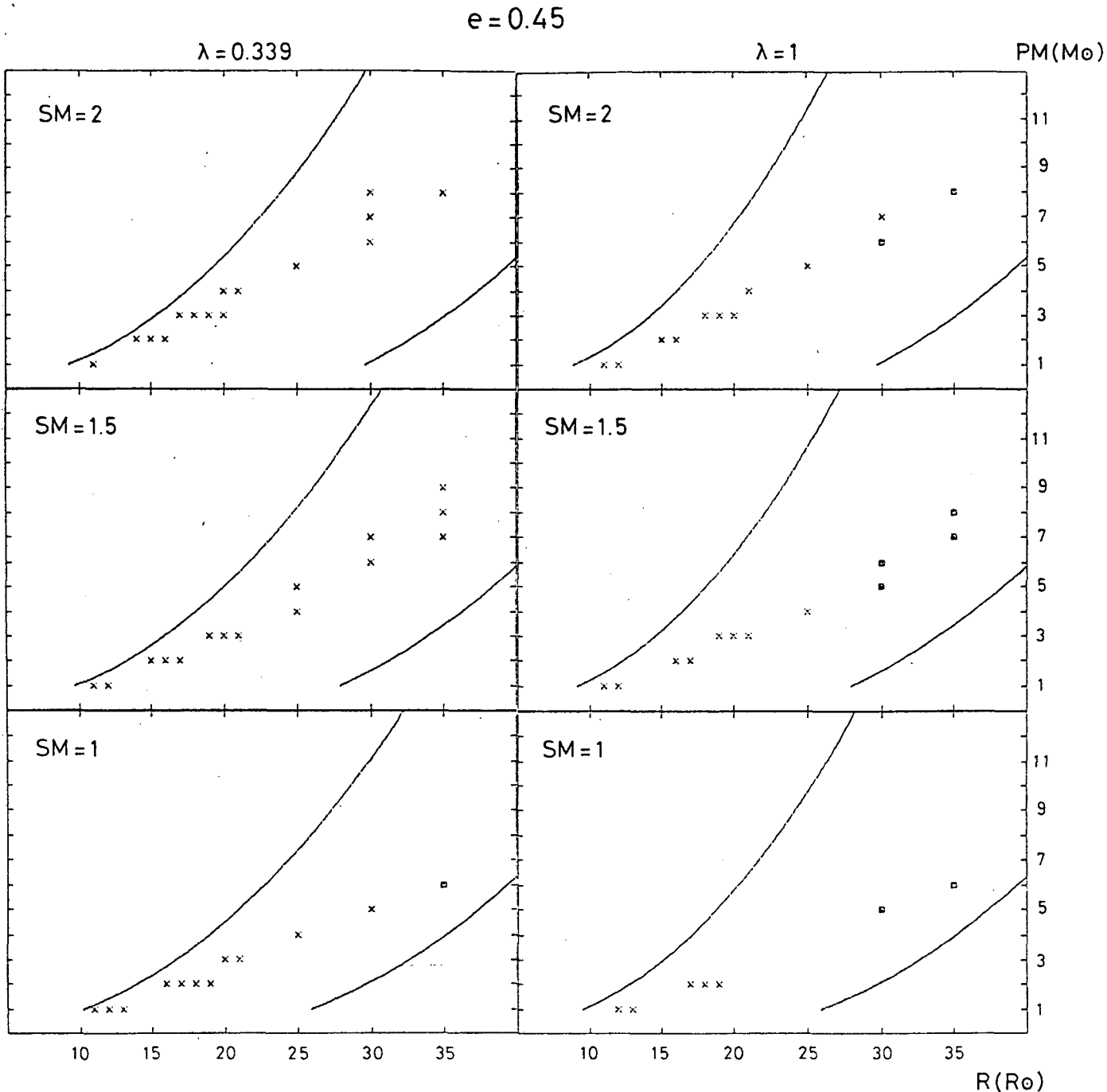


Figura 8.7

Figures 8.7 a 8.13 : Conjunt de paràmetres que compleixen la condició $\chi \leq 2$. El paràmetre lambda indica el quocient entre la velocitat de rotació de la primària i la velocitat orbital al periastre. La corba situada més a la dreta dona la distància periastre. La corba situada a l'esquerra dona el radi del lòbul de Roche al periastre. Els signes + indiquen una inclinació de 0° i els signes x de 30° . Els casos en què el radi deformat és més gran que la distància entre les dues estrelles al periastre els hem indicat amb un quadrat.

$e = 0.50$

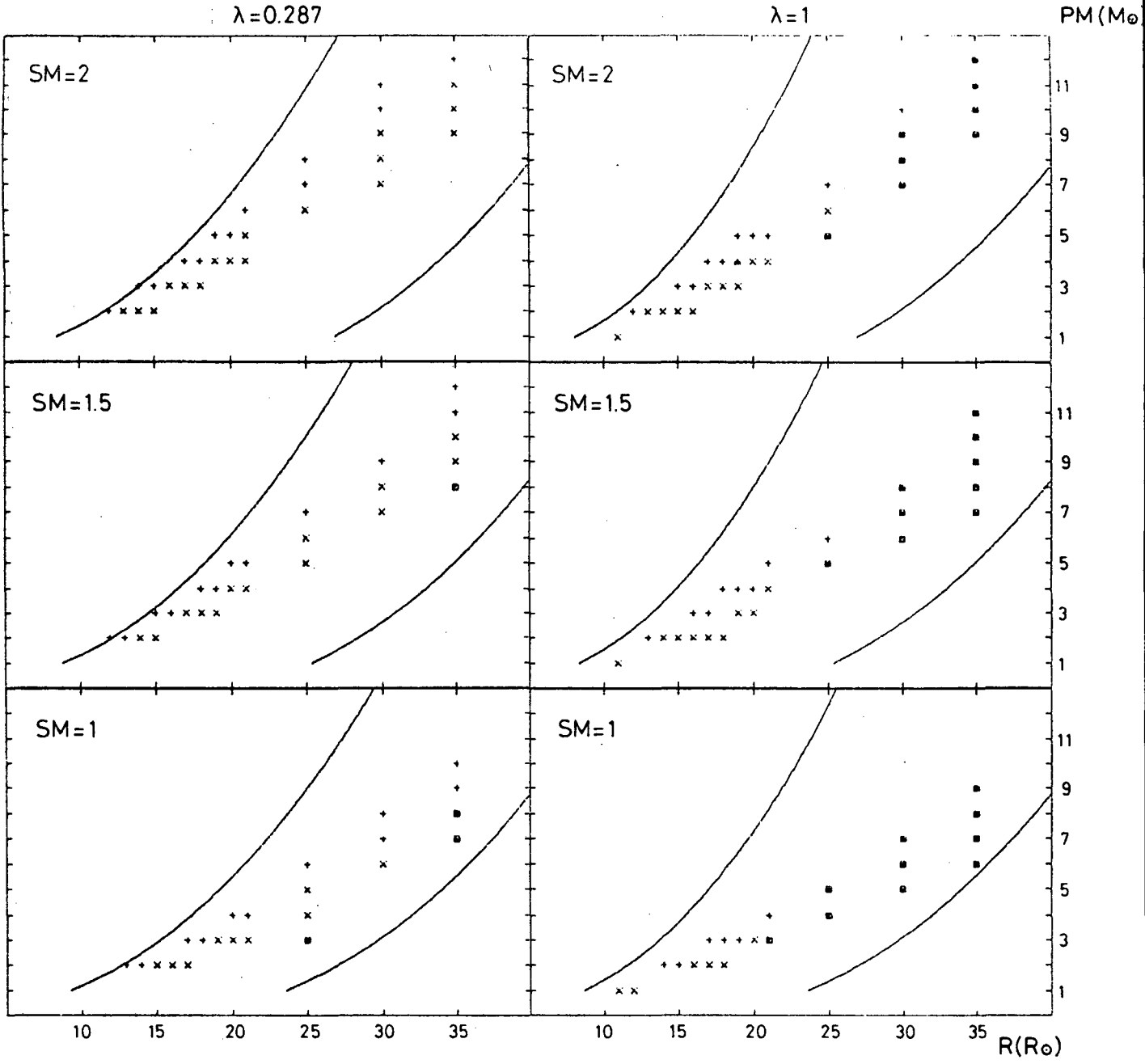


Figura 8.8

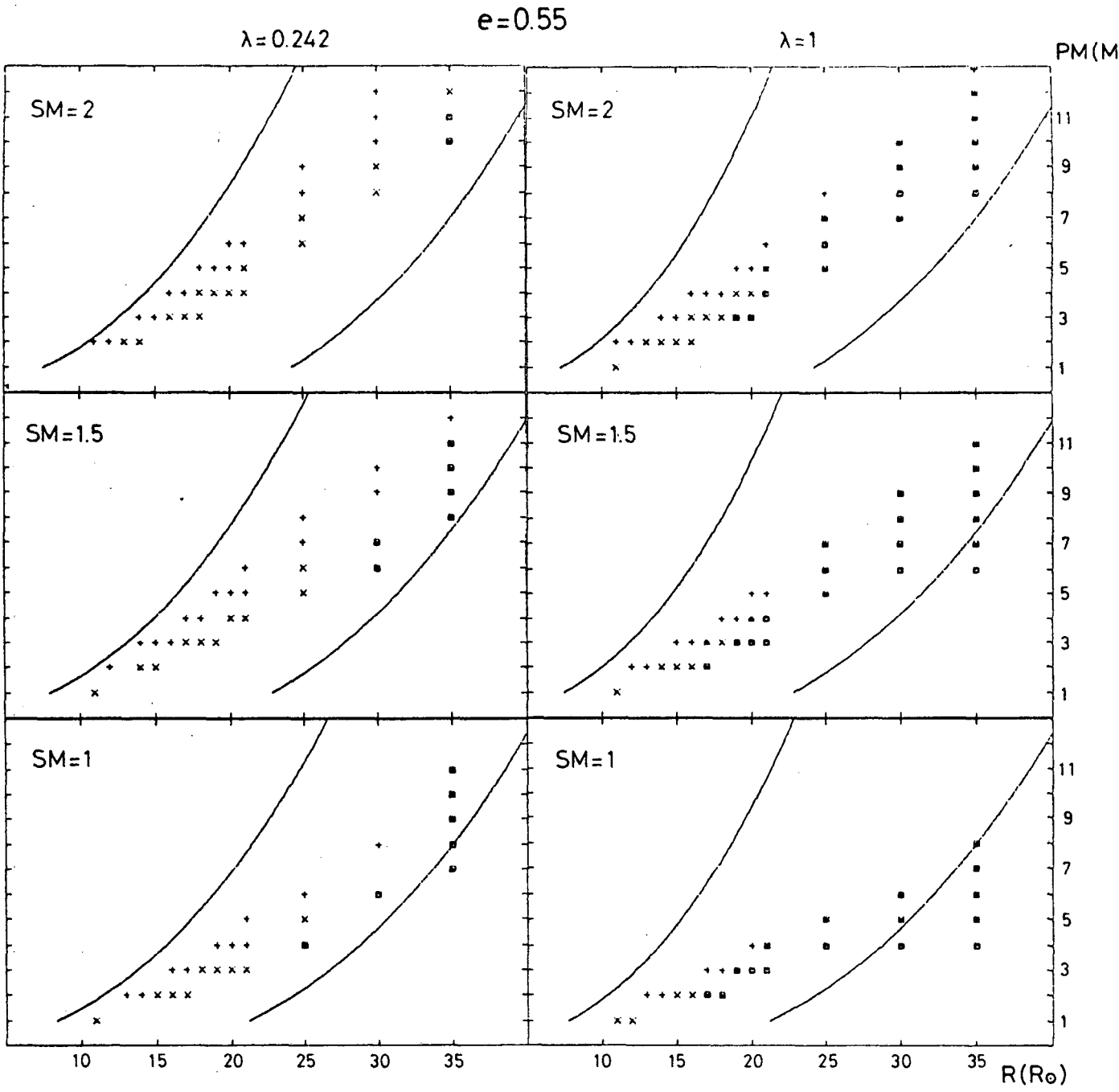


Figura 8.9

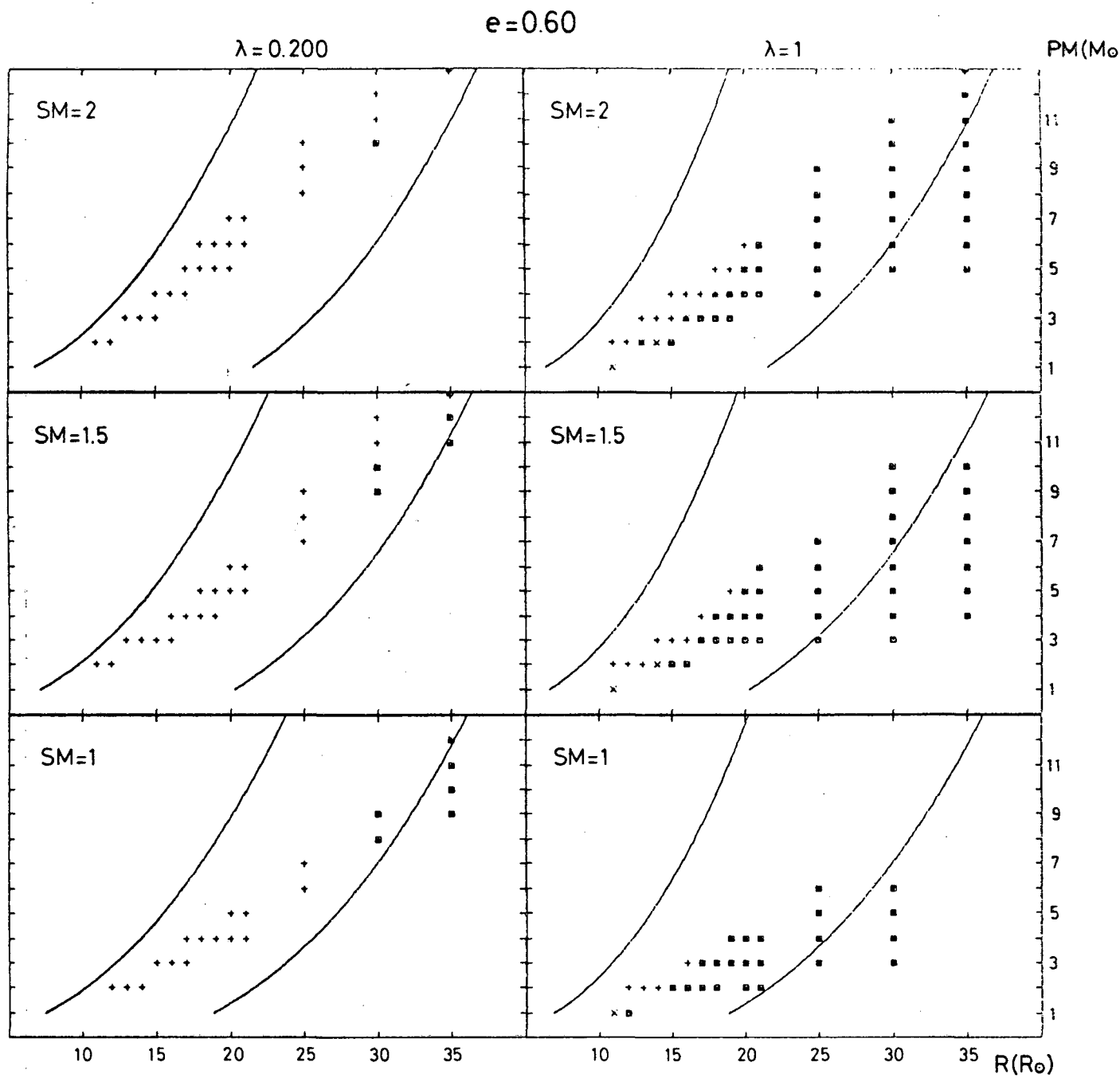


Figura 8.10

$e = 0.65$

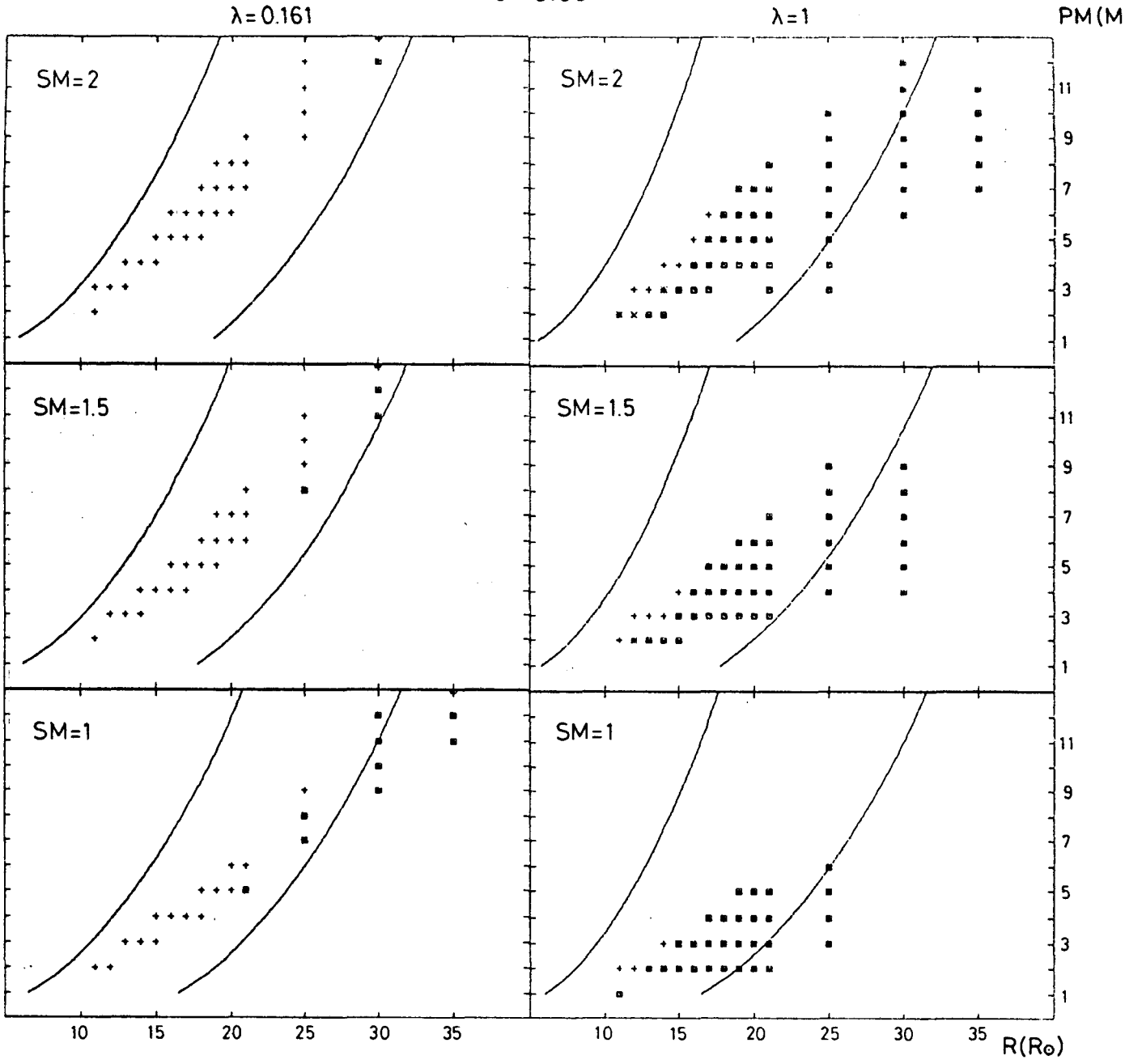


Figura 8.11

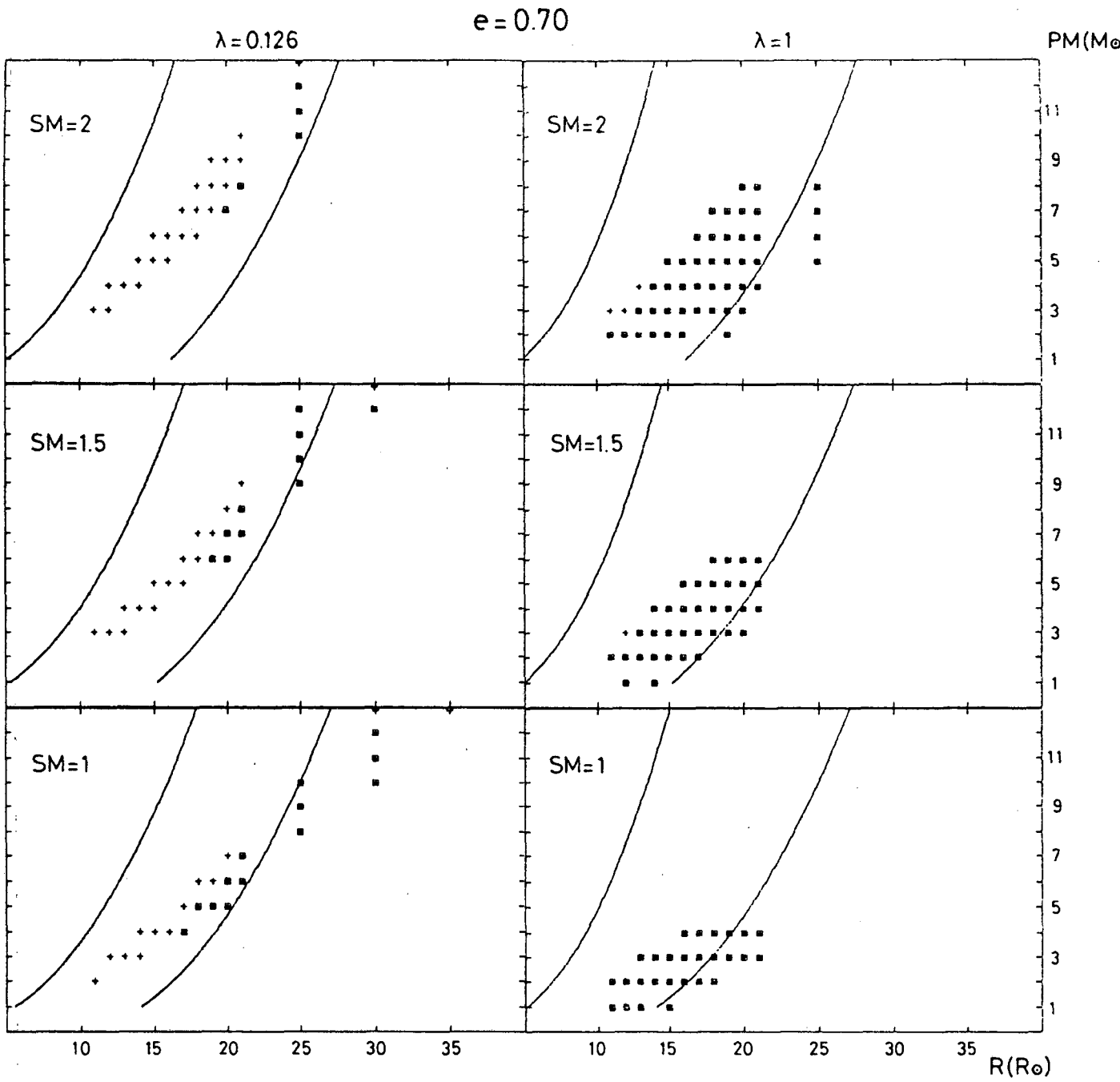


Figura 8.12

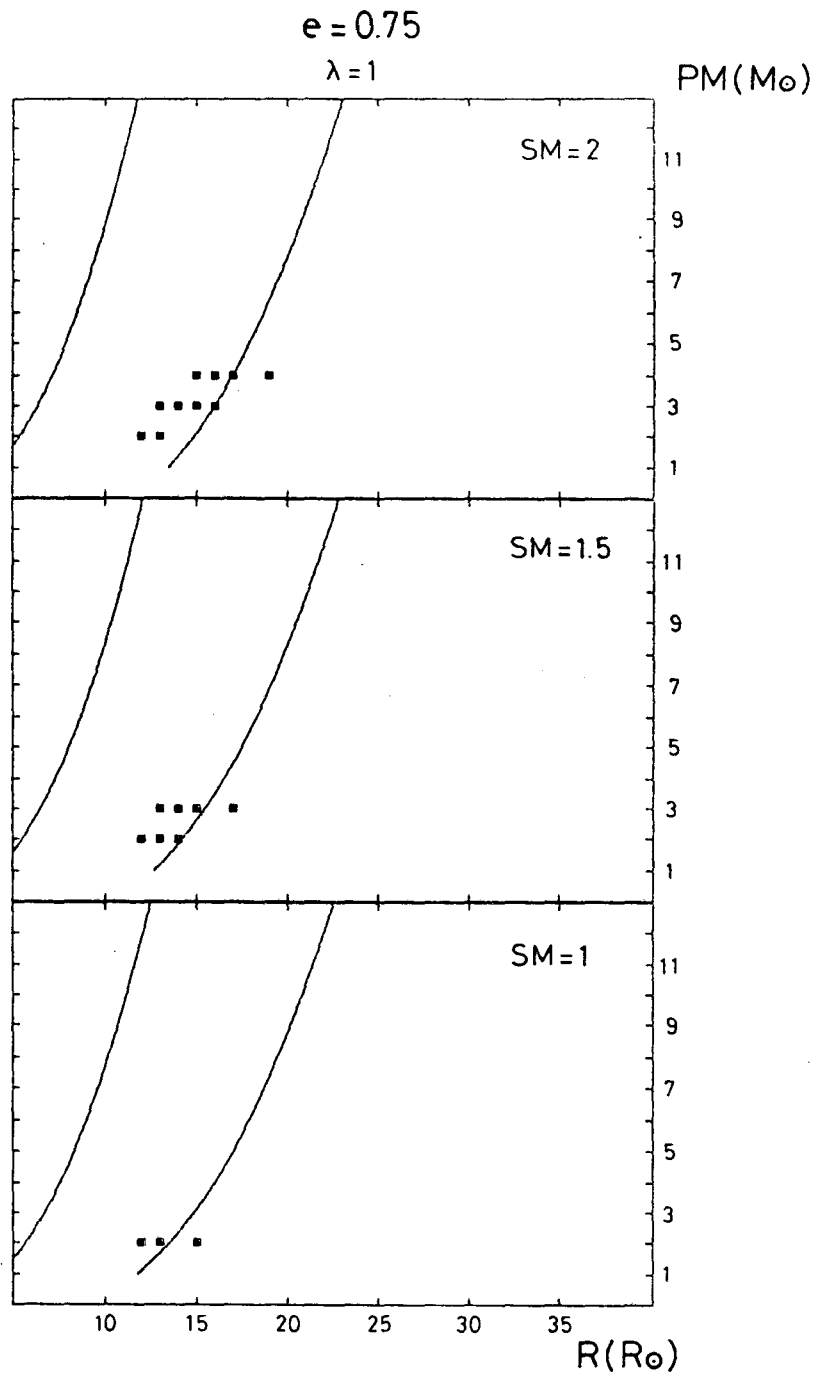


Figura 8.13

Quan $\lambda = 1$, la primària gira amb velocitat angular igual a la velocitat orbital al periastre. El valors de Ω / Ω_k són els indicats a l'apartat anterior.

Quan $\Omega / \Omega_k = 1$, els valors de λ són els següents

e	0.45	0.50	0.55	0.60	0.65	0.70	0.75
λ	0.339	0.289	0.242	0.200	0.161	0.126	0.094

A totes les figures apareixen dues corbes contínues.

La corba situada més a la dreta dona la distància al periastre (en radis solars) i s'ha calculat mitjançant l'expressió

$$\begin{aligned} dp &= r_{\text{not}} \cdot (1 - e) = \\ &= 37.387508 \cdot (s_m + p_m)^{1/3} \cdot (1 - e) \text{ Rsolars} \end{aligned}$$

on s'ha utilitzat la tercera llei de Kepler i el període de 26.496 dies. Quan el radi de l'estrella al periastre, tenint en compte la deformació gravitatòria i rotacional de l'estrella, és més gran que la distància entre les dues estrelles al periastre, considerem que la solució que hem obtingut no és vàlida ja que el programa que hem utilitzat no preveu el cas d'interacció física de les dues estrelles. Aquests casos els hem assenyalat amb un quadrat.

La corba situada a l'esquerra dona el radi del lòbul de Roche al periastre. El càlcul d'aquest radi s'ha fet a partir de les fórmules donades per Brown i Boyle (1984)

$$\text{alfa} = A - B \cdot \log Q + C \cdot (\log Q)^2$$

$$A = 0.398 - 0.026 \cdot K + 0.004 \cdot K^{3/2}$$

$$B = -0.264 + 0.052 \cdot K - 0.015 \cdot K^{3/2}$$

$$C = -0.023 - 0.005 \cdot K$$

$$K = \frac{\lambda^2 \cdot (1 + e)^4}{(1 + e \cdot \cos \Theta)^3}$$

vàlides per $0 \leq K \leq 2$ i on λ és el quocient de velocitats definit anteriorment, $Q = pm/sm$ i Θ és l'anomalia vertadera que prenem igual a zero.

Totes les solucions obtingudes mostren que el radi de l'estrella sempre és més gran que el radi del lòbul de Roche al periastre, la qual cosa ens indica que hi ha acreció de massa de la primària a la secundària i per tant concorda amb el model que explica l'emissió ràdio, el qual necessita acreció al periastre.

A les figures 8.14 i 8.15 s'han representat algunes corbes generades amb valors dels paràmetres donats per les solucions de RWOMC. Els valors d'aquests paràmetres estan indicats al peu de cada figura. També serveix com a exemple la figura 8.5.

8.6.3 Discussió dels paràmetres obtinguts

Els resultats obtinguts mostren que hi ha diverses famílies de paràmetres que fan possible $\chi \leq 2$. Si comparem les solucions obtingudes per a una excentricitat donada i pels valors corresponents de lambda, veiem que donen valors similars. Això fa pensar que les possibles solucions que obtindríem per a valors de lambda, compresos entre els que tenim calculats, serien similars a les obtingudes. L'únic que s'hauria de tenir en compte serien els casos en què el radi al periastre és més gran que la distància al periastre, els quals considerem que no són vàlids.

Els resultats obtinguts es poden resumir dient que existeixen solucions per a valors de l'excentricitat $0.45 \leq e \leq 0.70$, i per a masses de la primària menors que $7 M_{\odot}$ i radis $10 \leq r \leq 20 R_{\odot}$, o bé, per masses de la primària $7 \leq pm \leq 13 M_{\odot}$ i radis $r \geq 20 R_{\odot}$.

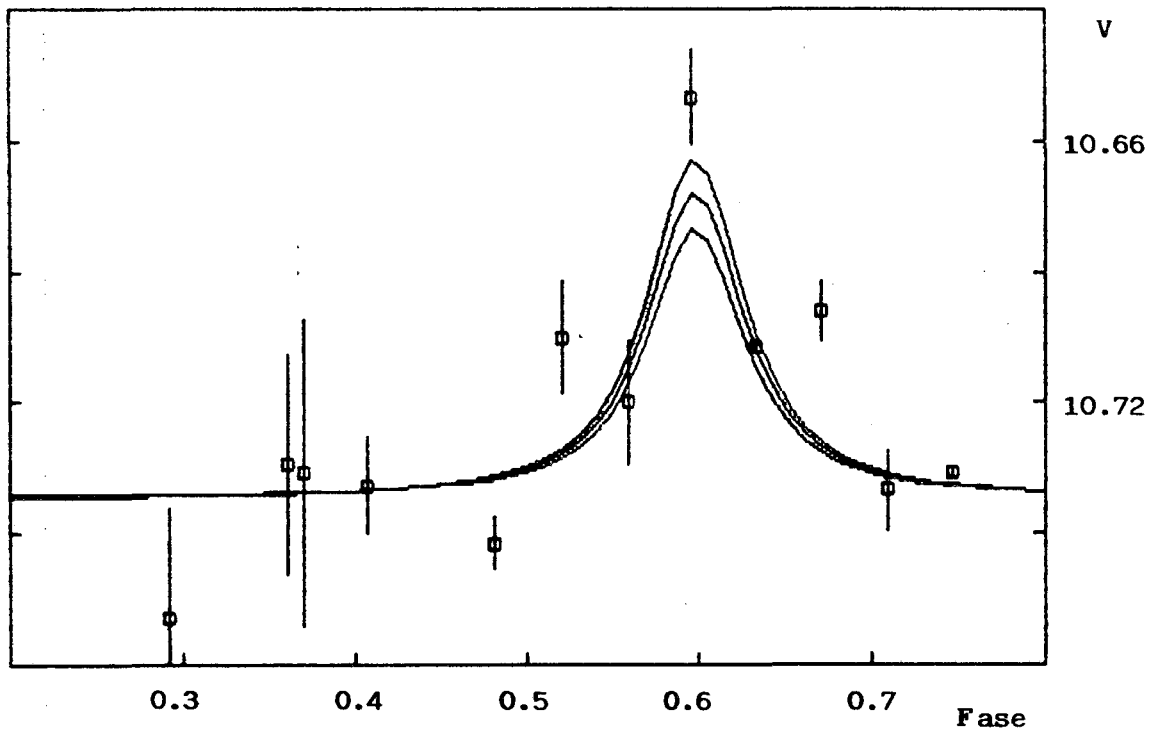


Figura 8.14 : Corbes de llum generades. Els paràmetres corresponents a aquesta figura són : $r = 21 R_{\odot}$, $p_m = 8 M_{\odot}$, $m = 2 M_{\odot}$, $i = 0^{\circ}$ i $e = 0.65$. El valor de Ω / Ω_k és 1 (corba superior), 4 (mig) i 6.2 (inferior).

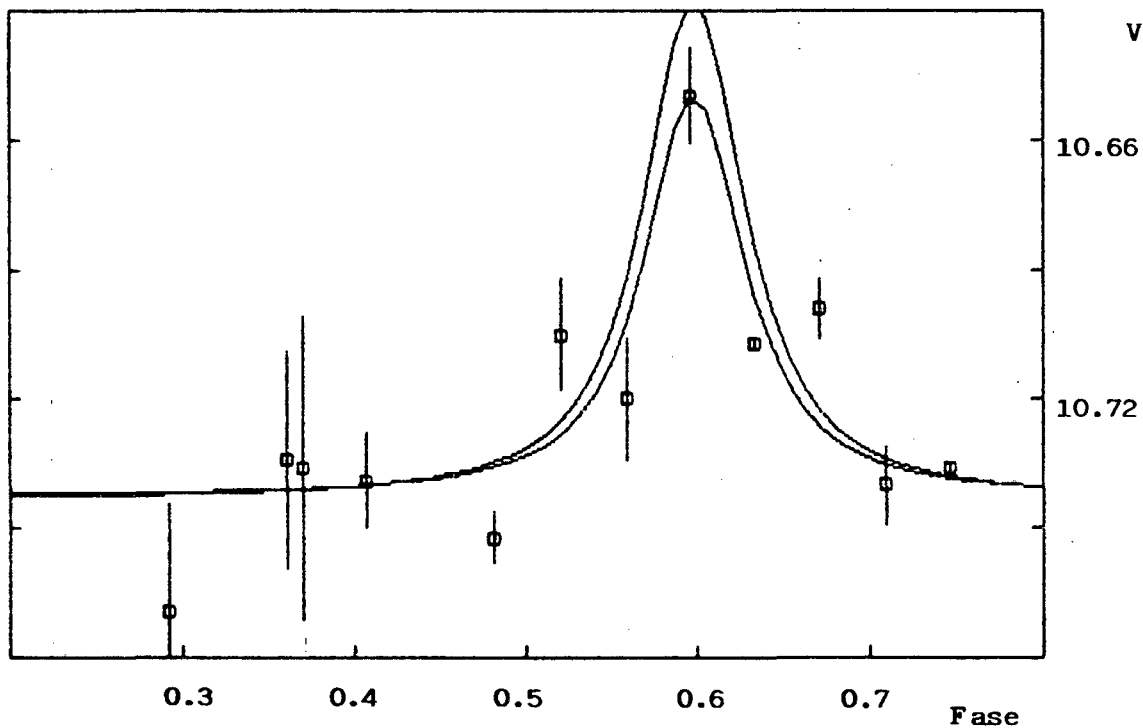


Figura 8.15 : Corbes de llum generades. Els paràmetres corresponents a aquesta figura són : $r = 15 R_{\odot}$, $p_m = 3 M_{\odot}$, $m = 1.5 M_{\odot}$, $i = 0^{\circ}$ i $e = 0.65$. El valor de Ω / Ω_k és 1 (corba superior) i 6.2 (inferior).

Els diferents valors obtinguts de la massa del primari són inferiors als valors que es prenen habitualment pel tipus espectral i classe de lluminositat considerats ($M \approx 15 M_{\text{solar}}$, Allen, 1976). Sembla ser per tant que, de totes les solucions obtingudes, les més acceptables físicament siguin aquelles que tenen valors de la massa més grans. Cal indicar però que estem considerant un sistema binari que presenta acreció i que per tant, és possible que l'evolució de l'estrella en aquest sistema binari doni lloc a una relació entre la massa i el tipus espectral diferent de la que es considera habitualment (Sutantyó, 1986).

Si es compara una corba de llum generada a partir dels paràmetres donats per una de les nostres solucions amb els punts observats, s'observa que hi ha una semblança, la qual cosa indica que la variació òptica observada es pot explicar per deformacions gravitatòries. L'aplicació del model basat en deformacions gravitatòries ens ha permès obtenir paràmetres físics del sistema, encara que són necessàries més observacions per tal de reduir les diferents possibilitats que tenim de generar corbes de llum similars als valors observats.

9. CONCLUSIONS

Una part bàsica de la realització d'aquest treball ha sigut la creació d'una llista de radioestrelles que complassin les condicions requerides per ser observades pel satèl·lit Hipparcos i que a la vegada presentin característiques idònies per poder ser observades en un futur amb VLBI. Aquesta llista ha estat acceptada (Proposal No. 114) per formar part de l'Input Catalogue d'Hipparcos.

Per tal de poder dur a terme les observacions radiomètriques de les estrelles de la nostra llista, hem participat en l'elaboració del software necessari que permetés la possibilitat de realitzar observacions radioastronòmiques amb diverses tècniques.

També hem col·laborat a la realització d'un model d'apuntat per tal que es puguin realitzar correccions d'apuntat automàticament durant una observació, coneguts l'altura i l'azimut, sense haver de perdre temps d'observació fent apuntats manualment i per a diverses zones del cel. Aquestes correccions de l'apuntat de l'antena són necessàries per realitzar observacions de fonts febles i amb un feix d'antena petit.

Així mateix, hem fet un estudi de la confusió per tal d'obtenir la sensibilitat límit a la que es pot arribar a banda S i banda X amb l'antena de 64 m.

Pel que fa a l'observació de radioestrelles, la reducció d'aquestes observacions i la interpretació dels resultats obtinguts, les conclusions que se'n poden treure són:

Hem realitzat observacions radiomètriques de radioestrelles, obtenint informació sobre els nivells d'emissió i variabilitat. En alguns casos hem obtingut informació sobre l'índex espectral o sobre el grau de polarització circular.

El grup RSCVn (i Algol) és el que ha estat més observat. Els nivells d'emissió obtinguts, així com la bona relació que hi ha entre el nombre de vegades que hem detectat una radioestrella respecte al nombre de vegades que l'hem observada, ens permet treure la conclusió que aquest grup pot ser observat amb VLBI amb moltes possibilitats de detecció. D'altra banda, observacions realitzades amb VLBI per d'altres autors d'algunes RSCVn, indiquen una grandària angular de l'ordre de la mil·lèsima de segon d'arc. Sembla ser, per tant, que el grup de les RSCVn pot subministrar les radioestrelles per fer el lligam ràdio entre el sistema Hipparcos i el sistema extragalàctic.

Les mesures del grau de polarització realitzades a aquest grup de radioestrelles ens han permès contrastar els valors observats amb les previsions teòriques donades per un model d'emissió girosincrotó, resultant-ne un acord entre el model i els resultats. Cal indicar, però, que és necessari realitzar més mesures per poder fer una confirmació rotunda, ja que se'n tenen poques mesures.

Per l'interès científic de la radioestrella LSI+61°303, hem dedicat una part del treball a observar-la en ràdio i en òptic, així com a crear un model teòric que expliqui les variacions lluminoses que hem observat. Les conclusions obtingudes d'aquesta part són :

Els resultats de les mesures radiomètriques de la radioestrella LSI+61°303 concorden amb la periodicitat ràdio de 26.496 dies obtinguda a d'altres freqüències. Les nostres mesures, realitzades a partir del 1982, juntament amb les realitzades per altres autors entre 1977 i 1981, ens permeten fer el suggeriment de l'existència d'una variació amb una escala de temps de l'ordre de 4 anys en el nivell de l'amplitud de la corba de llum ràdio.

A partir d'observacions fotomètriques de LSI+61°303 hem descobert una clara variació òptica de l'estrella, que sembla estar correlada amb la corba de llum ràdio donada per Taylor i Gregory (1984). Totes dues tenen el seu màxim a la fase 0.6 i el temps que passa fins arribar a intensitat meitat és de l'ordre de dos dies.

Hem fet l'anàlisi dels punts fora del màxim i hem obtingut un tipus espectral B0 - B0.5 III o B0 V.

Hem intentat explicar la variació òptica observada per mitjà de deformacions de la primària produïdes per un objecte compacte i que donarien un màxim de la corba de llum quan la deformació fés màxima, la qual cosa succeïria quan es passés prop del periastre en una òrbita excèntrica. Per la gran quantitat de paràmetres lliures, hem obtingut famílies de solucions. Si comparem una corba de llum generada a partir dels valors donats per una d'aquestes solucions amb els punts observats, notem una semblança, la qual cosa sembla indicar que les deformacions gravitatòries poden explicar de forma força satisfactòria les variacions observades. Seria interessant, de totes maneres, fer més observacions per tal d'obtenir més punts i això ens permetria reduir el nombre de famílies de solucions obtingudes.

De les diferents famílies de solucions, les que semblen més acceptables físicament són les que corresponen a masses de la primària més elevades. Encara que la relació massa-radi que ens apareix a les solucions s'aparta de la que es dona habitualment (en funció del tipus espectral i classe de lluminositat), cal indicar que la relació massa-radi utilitzada normalment es basa en sistemes en els quals no hi ha acreció de massa, mentre que al nostre sistema hi ha acreció de massa i per tant la història evolutiva pot ser diferent de la que l'hagués portat a complir la relació massa-radi habitual.

Apèndix

A continuació fem una estimació teòrica del valor de la confusió per poder-ho aplicar a les nostres observacions.

Per a una freqüència f donada, sigui $N(S)$ el nombre de radiofonts (per unitat d'angle sòlid) amb flux més gran que S

$$N(S) = A_f S^x$$

on el valor de l'índex x depèn del model de l'univers adoptat (Kraus, 1966; Dickel, 1976).

El nombre de radiofonts amb flux entre S i $S+dS$, per a la freqüència f és

$$dN(S) = -A_f \cdot x \cdot S^{x-1} dS$$

Tenint en compte el comportament espectral típic de les fonts extragalàctiques, la dependència amb la freqüència ve donada per (Kraus, 1966)

alfa

$$S = S_0 (f / f_0)$$

on el valor que pren alfa típicament és -0.8 .

Les mateixes fonts d'abans, a la freqüència f' tenen un flux S' , i imposant que $N(S)dS = N(S')dS'$ tenim que

$$A_f = A_{f'} (f' / f)^{\text{alfa} \cdot x}$$

Per tant podem escriure

$$N(S, f) = A_0 (f_0 / f)^{\text{alfa} \cdot x} S^x$$

on A_0 és una constant.

El nombre de radiofonts amb flux més gran o igual que S , a la freqüència f , dins de l'angle sòlid de l'antena Ω_M , és

$$N_{\Omega} = N(S, f) \cdot \Omega_M$$

i el nombre de radiofonts amb flux entre S i $S+dS$, a la freqüència f , dins del feix de l'antena és

$$N_{\Omega} \cdot dS = N(S, f) \cdot \Omega_M \cdot dS = -A_0 \cdot \Omega_M \cdot x \cdot (f_0 / f)^{\text{alfa} \cdot x} S^{x-1} dS$$

Si estan distribuïdes a l'atzar, segueixen una llei

de Poisson, amb valor esperat $N \, dS$ i desviació típica $(N \, dS)^{1/2}$. La contribució d'aquestes fonts a la radiació de fons, tindrà una desviació típica $S \cdot (N \, dS)^{1/2}$ i la desviació típica total de totes les fonts amb flux menor que Slim serà

$$\begin{aligned} \Delta S &= \left(\int_0^{\text{Slim}} S^2 \cdot N_{\Omega} \cdot dS \right)^{1/2} \\ &= \left(-\text{Slim}^{x+2} \cdot \Omega_M \cdot A_0 \cdot (f_0/f)^{\text{alfa} \cdot x} / (x+2) \right)^{1/2} \end{aligned}$$

Determinem Slim :

Prenem com a flux límit, Slim, aquell flux pel qual hi ha una font per feix d'antena, és a dir $N = 1$

$$1 = N(\text{Slim}, f) \cdot \Omega_M = A_0 \cdot (f_0/f)^{\text{alfa} \cdot x} \text{Slim}^x \cdot \Omega_M$$

i obtenim

$$\text{Slim} = A_0^{-1/x} \cdot (f_0/f)^{-\text{alfa}} \cdot \Omega_M^{-1/x}$$

Expressió de ΔS en funció de Slim:

$$\Delta S = \left(-x / x+2 \right)^{1/2} \cdot \text{Slim}$$

Expressió de ΔS en funció de f i Ω_M :

$$S = \left(-x/x+2 \right)^{1/2} \cdot A_0^{-1/x} \cdot (f_0/f)^{-\text{alfa}} \cdot \Omega_M^{-1/x}$$

Segons Kellermann (1972)

$$N(S = 0.1 \text{ Jy}, f = 2.3 \text{ GHz}) = 1.0 \text{ fonts/grau}^2$$

amb la qual cosa obtenim que $A_0 = 0.1^{-x}$

Si prenem els valors habituals, $x = -1.5$ i $\text{alfa} = -0.8$, tenim

$$\Delta S(\text{Jy}) = 0.17 \cdot (2.3/f_{\text{GHz}})^{0.8} \cdot \Omega_M^{2/3} \text{ (graus}^2 \text{)}$$

Referències

- Abbot, D.C., Biegging, J.H., Churchwell, E., Cassinelli, J.P. :
1980, *Astrophys. J.* 238, 196
- Abbot, D.C., Biegging, J.H., Churchwell, E. : 1981, *Astrophys. J.*
250, 645
- Altenhoff, W.J., Braes, L.L.E., Olnon, F.M., Wendker, H.J. :
1976, *Astron. Astrophys.* 46, 11
- Allen, C.W. : 1976, "Astrophysical Quantities", The Athlone
Press. London
- Andrew, B.H., Purton, C.R. : 1968, *Nature*, 218, 855
- Argue, A.N. : 1984, Report from Subgroup 2130 of the Hipparcos
Input Catalogue Consortium, Report No. 8, p.25
- Argue, A.N. : 1985, Comunicació privada
- Balick, B. : 1972, *Astrophys. Letters* 12, 21
- Bacchus, P. : 1982, Proceedings of the International Coll. on
the Scientific Aspects of the Hipparcos Space Astrometry
Mission, Strasbourg, ESA SP-177, 153
- Barnes, T.G., Evans, D.S., Moffett, T.J. : 1978, Monthly Notice
Roy. Astron. Soc. 183, 285
- Bartolini, C., Custodi, P., Dell'Atti, F., Guarnieri, A.,
Piccioni, A. : 1983, *Astron. Astrophys.* 118, 365
- Bignami, G.F., Caraveo, P.A., Lamb, R.C., Markert, T.H., Paul,
J.A. : 1981, *Astrophys. J.* 247: L85
- Bohm-Vitense, E. : 1981, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 19, 295
- Bolton, C.T. : 1972, *Nature* 234, 341
- Bowers, P.F., Kundu, M.R. : 1979, *Astron. J.* 84, 791
- Brown, J.C., Boyle, C.B. : 1984, *Astron. Astrophys.* 141, 369
- Brown, R.L., Broderick, J.J., Knapp, G.R. : 1976, Monthly Notice
Roy. Astron. Soc. 175, 87
- Brown, R.L., Crane, C. : 1978, *Astron. J.* 83, 1504
- Carbon, D.F., Gingerich, O. : 1969, "Theory and Observation of
Normal Stellar Atmospheres", Proceedings of the Third
Harvard-Smithsonian Conference on Stellar Atmospheres. Ed.
O. Gingerich, p.377
- Clark, B.G., Kellermann, K.I., Shaffer, D. : 1975, *Astrophys. J.*
198, L123
- Clausen, J.V., Gyldenkerne, K., Gronbech, B. : 1977, *Astron.*

- Astrophys. 58, 121
- Coe, M.J., Bowring, S.R., Court, A.J., Hall, C.J., Stephen, J.B.
: 1983, Monthly Notice Roy. Astron. Soc. 203, 791
- Chandrasekhar, S. : 1933, Monthly Notice Roy. Astron. Soc. 93,
462
- De Vegt, Chr. : 1982, Abhandlungen aus der Hamburger Sternwarte,
Hamburg-Bergedorf, Band X, Heft3, 119
- Dickel, J.R. : 1976, "Methods of Experimental Physics", 12,
part C, p.1-18, ed. M.L.Meeks, Academic Press, New York
- Dickel, H.R., Habing, H.J., Isaacman, R. : 1980, Astrophys. J.
238, L39
- Drake, S.A., Simon, T., Linsky, J.L. : 1985, "Radio Stars",
p.253, ed. R.M.Hjellming i D.M.Gibson, Reidel Publishing
Comp.
- Dulk, G.A., Marsh, K.A. : 1982, Astrophys. J. 259, 350
- Dulk, G.A. : 1985, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 23, 169
- ESA : 1979, "Hipparcos Space Astrometry Report on the Phase A
Study", European Space Agency, Paris, document SCI(79)10
- Estalella, R., Paredes, J.M., Rius, A. : 1983, Astron. Astrophys
124, 309
- Estalella, R., Paredes, J.M., Rius, A. : 1985, Proceedings of
a Colloquium on the European Astrometry Satellite Hipparcos
Scientific Aspects of the Input Catalogue Preparation,
Aussois, ESA SP-234, 255
- Feldman, P.A., Purton, C.R., Marsh, K.A. : 1973, Nature Phys.
Sci. 245, 7
- Froeschlé, M., Kovalewsky, J. : 1982, Astron. Astrophys. 116, 89
- Gibson, D.M. : 1980, "Close Binary Stars : Observations and
interpretation", IAU Symp. No. 88, p.31, Reidel Publishing
Comp.
- Gibson, D.M. : 1985, "Radio Stars", p.56 , ed. R.M.Hjellming i
D.M.Gibson, Reidel Publishing Comp.
- Gregory, P.C., Taylor, A.R., Crampton, D., Hutchings, J.B.,
Hjellming, R.M., Hogg, D., Havtun, H., Gottlieb, E.W.,
Feldman, P.A., Kwok, S. : 1979, Astron. J. 84, 1030
- Hall, D.S. : 1972, Pub. Astron. Soc. Pacific 84, 323
- Hall, D.S. : 1975, "Multiple Periodic Variable Stars", IAU Coll.
No. 29, Budapest. Ed. Reidel Publishing Company.
- Haynes, R.F., Lerche, I., Murdin, P. : 1980, Astron. Astrophys.
87, 299

- Hazard, C., Mackey, M.B., Shimmis, A.J. : 1963, Nature 197, 1037
- Herbig, G.H. : 1971, Astrophys. J. 169, 537
- Hey, J.S. : 1946, Nature 157, 47
- Hjellming, R.M. : 1974, en "Galactic and Extragalactic Radio Astronomy", p.159-178, ed. G.L.Verschuur i K.I.Kellerman (Springer-Verlag)
- Hjellming, R.M. : 1976, en "The Physics of Non-Thermal Radio Sources", p.203-228, ed.G.Setti, Reidel Pub.Comp., Dordrecht, Holland
- Howarth, I.D. : 1983, Monthly Notice Roy. Astron. Soc. 203, 801
- Hutchings, J.B., Crampton, D. : 1981, Publ. Astron. Soc. Pacific 93, 486
- Johnson, H.L., Morgan, W.W. : 1953, Astrophys. J. 117, 313
- Johnson, H.L. : 1965, Astrophys. J. 141, 293
- Johnson, H.L. : 1966, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 4, 193
- Kellermann, K.I., Pauliny-Toth, I.I.K : 1966, Astrophys. J. 145, 953
- Kellermann, K.I. : 1972, Astron. J. 77, 531
- Klein, M.J., Stelzried, C.T. : 1976, Astron. J. 81, 1078
- Kraus, J.D. : 1966, "Radio Astronomy", McGraw-Hill Book Company
- Kuijpers, J. : 1985, "Radio Stars", p. 24, ed. R.M.Hjellming i D.M.Gibson, Reidel Publishing Comp.
- Kuijpers, J., van der Hulst, J.M. : 1985, Astron. Astrophys. 149, 343
- Kundu, M.R., Shevgaonkar, R.K. : 1985, "Radio Stars", p. 229 , ed. R.M.Hjellming i D.M.Gibson, Reidel Publishing Comp.
- Kurucz, R.L. : 1979, Astrophys. J. Suppl. Ser. 40, 1
- Kwok, S., Bignell, R.C., Purton, C.R. : 1984, Astrophys. J. 279, 188
- Kwok, S. : 1985, "Radio Stars", p. 79 , ed. R.M.Hjellming i D.M. Gibson, Reidel Publishing Comp.
- Lang, K.R. : 1974, "Astrophysical Formulae", Springer-Verlag
- Lang, K., Willson, R., Pallavicini, R. : 1985, "Radio Stars", p. 267, ed. R.M.Hjellming i D.M.Gibson, Reidel Publishing Comp.
- Lesh, J.R. : 1968, Astrophys. J. Sup. Ser. 151, 16
- Lestrade, J.F. : 1982, JPL Engineering Memorandum 335-31
- Lestrade, J.F., Mutel, R.L., Phillips, R.B., Webber, J.C., Niell, A.E., Preston, R.A. : 1984, Astrophys. J. 282, L23

- Lestrade, J.F., Mutel, R., Preston, R., Phillips, R. : 1985, "Radio Stars", p. 275 , ed. R.M.Hjellming i D.M.Gibson, Reidel Publishing Comp.
- Lovell, B. : 1969, Nature, 222, 1126
- Madrid DSCC 1980, MDA/NAR Operator Manual, Version 2-1 Internal Document
- Maraschi, L., Treves, A. : 1981, Monthly Notice Roy. Astron. Soc. 194, 1
- Melrose, D.B., Dulk, G.A. : 1982, Astrophys. J. 259, 844
- Mihalas, D., Binney, J. : 1981, "Galactic Astronomy". Freeman & Co. S.Francisco
- Mullan, D.J. : 1985, "Radio Stars", p. 173 , ed. R.M.Hjellming i D.M.Gibson, Reidel Publishing Comp.
- Mutel, R.L., Weisberg, J.M. : 1978, Astron. J. 83, 1499
- Mutel, R.L., Lestrade, J.F., Preston, R.A., Phillips, R.B. : 1985, Astrophys. J. 289, 262
- Mutel, R.L., Lestrade, J.F., Doiron, D.J. : 1985b, "Radio Stars", p. 259 , ed. R.M.Hjellming i D.M.Gibson, Reidel Publishing Comp.
- Newell, R.T., Hjellming, R.M. : 1982, Astrophys. J. 263, L85
- Owen, F.N., Jones, T.W. : 1976, Astrophys. J. 210, L27
- Owen, F.N., Balonek, T.J., Dickey, J., Terzian, Y., Gottesman, S.T. : 1976b, Astrophys. J. 203, L15
- Papoulis, A. : 1977, "Signal Analysis", p.325, McGraw-Hill Book Company
- Paredes, J.M., Figueras, F. : 1986, Astron. Astrophys. 154, L30
- Paredes, J.M. : 1986, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica, Vol. 14 (en premsa)
- Paredes, J.M., Estalella, R., Rius, A. : 1986, Account of the Fifth Working Meeting on European VLBI Geodesy and Astrometry (en premsa). Wettzell (FRG)
- Perotti, F., Della Ventura, A., Villa, G., Di Cocco, G., Butler, R.C., Dean, A.J., Hayles, R.I. : 1980, Astrophys. J. Letters 239, L49
- Pollock, A.M., Bignami, G.F., Hermsen, W., Kanback, G., Lichti, G.G., Masnou, J.L., Swanenburg, B.N., Wills, R.D. : 1981, Astron. Astrophys. 94, 116
- Purton, C.R., Feldman, P.A., Marsh, K.A., Allen, D.A., Wright, A.E. : 1982, Monthly Notice Roy. Astron. Soc. 198, 321
- Purton, C.R., Kwok, S., Feldman, P.A. : 1983, Astron. J. 88, 1825

- Rius, A., Pasero, G.R. : 1980, DSS-63 Antenna Parameters, Madrid
DSCC Internal Report
- Rius, A., Muñoz, J., de la Fuente, J., Galvez, J.L. : 1986,
MDSCC, Madrid
- Rius, A. : 1986, Comunicació privada
- Romero, A. : 1978, "Estabilización de un radiómetro para usos
radioastronómicos". Tesis de Licenciatura, Universidad de
Barcelona
- Rusch, W.V.T. : 1976, "Methods of Experimental Physics", 12,
part B, p.29, ed. M.L.Meeks, Academic Press, New York
- Seaquist, E.R. : 1967, Astrophys. J. 148, L23
- Seaton, M.J. : 1979, Monthly Notice Roy. Astron. Soc. 187, 73
- Shklovsky, I.S. : 1960, "Cosmic Radio Waves", Harvard University
Press, Cambridge, Mass.
- Southworth, G.C. : 1945, J. Franklin Inst. 239, 285
- Spangler, S.R. : 1977, Astron. J. 82, 169
- Spangler, S.R., Owen, F.N., Hulse, R.A. : 1977, Astron. J. 82,
989
- Stumpff, P. : 1972, Kleinhenbacher Ber. 15, 431
- Sutantyó, W. : 1986, Astrophys. and Space Science, 118, 257
- Taylor, A.R., Gregory, P.C. : 1982, Astrophys. J. 255, 210
- Taylor, A.R., Gregory, P.C. : 1984, Astrophys. J. 283, 273
- Torra, J., Nuñez, J., Rosselló, G., Paredes, J.M., Sala, F.,
Estalella, R., Figueras, F., Jordi, C. : 1984, COSPAR XXV
Plenary Meeting
- Torra, J., Blanch, R., Calaf, J., Estalella, R., Figueras, F.,
Jordi, C., Nuñez, J., Paredes, J.M., Rosselló, G., Sala,
F. : 1986, COSPAR XXVI Plenary Meeting
- Torra, J., Nuñez, J. : 1986, comunicació privada
- Turégano, J.A., Klein, M.J. : 1980, Astron. Astrophys. 86, 46
- Turégano, J.A., Sola, A., Urech, J.M., Rius, A. : 1980, URSI,
Publicacions del I Symposium Nacional, ed. M.Rodríguez i
J.L.Sebastián, p.443
- Turner, K.C. : 1985, "Radio Stars", p. 283 , ed. R.M.Hjellming i
D.M.Gibson, Reidel Publishing Comp.
- Von Zeipel, H. : 1924, Monthly Notice Roy. Astron. Soc. 84, 665
- Wade, C.M., Hjellming, R.M. : 1971, Astrophys. J. 163, L65
- Walter, H.G. : 1977, Astron. Astrophys. Suppl. 30, 381
- Walter, H.G. : 1982, Proceedings of the International Colloquium
on the Scientific Aspects of the Hipparcos Space Astrometry
Mission, Strasbourg, ESA SP-177, 65

- Wendker, H.J., Smith, L.F., Israel, F.P., Habing, H.J., Dickel, H.R. : 1975, *Astron. Astrophys.* 42, 173
- Wendker, H.J. : 1982, "Catalogue of Radiostars", comunicació privada.
- Wood, D.B. : 1971, *Astron. J.* 76, 701
- Wood, D.B. : 1973, *Monthly Notice Roy. Astron. Soc.* 164, 53
- Woodsworth, A.W., Hughes, V.A. : 1973, *Nature Phys. Sci.* 246, 111
- Woodsworth, A.W., Hughes, V.A. : 1977, *Astron. Astrophys.* 58, 105