

UNIVERSITAT DE BARCELONA
DEPARTAMENT D'ASTRONOMIA I METEOROLOGIA



Determination of the distance to the Andromeda Galaxy using variable stars

Memòria presentada per
Francesc Vilardell Sallés
per optar al grau de
Doctor en Física

Barcelona, gener de 2009

PROGRAMA DE DOCTORAT D'ASTRONOMIA I METEOROLOGIA

BIENNI 2002–2004

Memòria presentada per **Francesc Vilardell Sallés** per optar al
grau de Doctor en Física

DIRECTORS DE LA TESI

Dra. Carme Jordi i Nebot

Dr. Ignasi Ribas i Canudas

A la Nuria

Contents

Agraiments	ix
Resum	xi
1 Introduction	1
1.1 The extragalactic distance ladder	1
1.2 The Andromeda Galaxy	3
1.3 Eclipsing binaries	5
1.3.1 Distance determination methods	10
1.3.2 The experience of LMC	11
1.3.3 Eclipsing binaries in M 31 and M 33	12
1.4 Goals	13
2 Time series photometry	15
2.1 Observations	15
2.2 Data reduction	16
2.2.1 Data calibration	16
2.2.2 Difference image analysis	17
2.2.3 Standard photometry	19
2.2.4 Astrometry	22
2.2.5 Periodicity search	23
2.3 The catalogs	24
2.3.1 Reference catalog	24
2.3.2 Variable star catalog	27
2.4 Selection of variable stars suitable for distance determination	29
2.4.1 Eclipsing binaries	29
2.4.2 Cepheids	36
3 Spectroscopy and spectrophotometry	39
3.1 Spectroscopy	39
3.1.1 Observations	39
3.1.2 Data reduction	41
3.2 Spectrophotometry	43
3.2.1 Observations	43
3.2.2 Data reduction	45

4	Eclipsing binaries	53
4.1	Physical properties	54
4.1.1	M31V J00443799+4129236	54
4.1.2	M31V J00443610+4129194	66
4.1.3	M31V J00444528+4128000	73
4.1.4	M31V J00442326+4127082	81
4.2	Distance determination	88
5	Cepheids	91
5.1	Period distribution	92
5.2	Fourier decomposition	93
5.3	Period-luminosity relationship	95
5.3.1	Absorption	97
5.3.2	Metallicity	98
5.3.3	Blending	99
5.4	Distance determination	105
6	The distance to M 31 and final remarks	109
6.1	The distance to M 31	109
6.2	Summary of the results	112
6.2.1	Data acquisition, reduction and analysis	112
6.2.2	Properties of eclipsing binaries	114
6.2.3	Properties of Cepheids	116
6.2.4	Distance determinations	116
6.3	Future work	117
	Bibliography	119
A	Large optical flare	127
A.1	The observed phenomenon	127
A.2	Stellar properties	128
A.3	Flare energy estimation	130
A.4	Weak flaring and post-flare events	132

Agraïments

Hi ha qui recorre els camins de la vida només per veure el final, sense adonar-se que el més important no és el destí, sinó el trajecte. La vida mateixa és un clar exemple d'aquesta metàfora on el més important no és arribar al final (a la mort), sinó disfrutar de la vida mateixa. Una tesi doctoral és un altre clar exemple. Hi ha qui prepara una tesi doctoral únicament i exclusiva per arribar al final, sense adonar-se que el més important no és el resultat sinó tot el que s'ha viscut i s'ha après en el transcurs d'aquesta.

De particular importància és la gent que un ha conegut i amb la que s'ha conviscut al llarg del recorregut. És per aquest motiu que és important, i és de justícia que, arribat el moment, es valorin les persones que han ajudat a arribar al final del camí.

En primer lloc, evidentment, hi ha els meus dos directors de tesi, la Carme i l'Ignasi. Ells han sigut les persones que m'han encaminat i dirigit des del començament del camí i que, d'alguna manera, m'han servit d'estrelles guia per trobar la direcció correcta en cada moment del trajecte.

En segon lloc, vull agrair la seva companyia a tots els companys de viatge del Departament d'Astronomia i Meteorologia de la Universitat de Barcelona (i alguns de fora). La llista és llarga, gairebé tant com el camí recorregut, però tots m'han ajudat en algun aspecte d'aquest treball, ja sigui il·luminant les zones fosques del camí, fent-me més clars els indicadors més amagats, o simplement compartint una bona conversa mentre feia una parada per descansar del llarg viatge. Que sapiguen que us recordo a tots, fins i tot aquells que penseu que no heu fet res. La vostra companyia és impagable.

Cal agrair també l'ajuda que m'han donat totes les persones del *Department of Astronomy and Astrophysics* a la *Villanova University* i del *Department of Physics and Astronomy* a la *Tel Aviv University*. La seva amabilitat i la seva hospitalitat, fins i tot oferint-se a fer algunes parts del meu camí, m'han fet sentir com a casa, tot i estar molt lluny del punt de partida.

Finalment, vull agrair l'ajuda i el suport dels meus pares, que m'han fet de bastó i que m'han donat suport durant tots aquests anys i, de fet, des de molt abans de començar.

L'últim record és per una de les persones que més m'ha ajudat al llarg del camí, la Nuria. Una persona que m'ha fet de bastó, que m'ha il·luminat el camí i que, amb la seva atenció i la seva paciència, m'ha ajudat a trobar els camins més amagats.

A tots, moltes gràcies.

Resum [★]

Introducció

La determinació de distàncies es basa en un procés jeràrquic (conegut com a escala cosmològica de distàncies) on els objectes propers amb distàncies ben determinades s'utilitzen per trobar distàncies d'objectes més llunyans. Les paral·laxis trigonomètriques (utilitzades per determinar distàncies a les estrelles més properes) són pràcticament l'únic mètode directe de determinació de distàncies. Tota la resta de mètodes es basen (fins a cert punt) en el coneixement de la lluminositat intrínseca de certs objectes (que reben el nom de candeles estàndard).

Tot i que hi ha un gran nombre de candeles estàndard (Fig. 1.1), les estrelles Cefeides jugen un paper predominant en l'escala cosmològica de distàncies. La importància de les Cefeides rau en la seva relació període-lluminositat (P-L) la qual relaciona el període de pulsació amb la magnitud absoluta. Per determinar amb precisió la relació P-L, s'utilitzen mesures tant a la Via Làctia com al Núvol Gran de Magallanes (LMC). És per aquest motiu que es considera que LMC és el primer esglaó extragalàctic de l'escala cosmològica de distàncies.

De tota manera, la geometria irregular de LMC, juntament amb la seva baixa metal·licitat i la gran dispersió de les distàncies obtingudes fins ara (Fig. 1.2), ha introduït alguns dubtes pel que fa la seva idoneïtat com a primer esglaó extragalàctic. Així doncs, calen mesures precises a altres galàxies del Grup Local per tal de determinar un calibratge precís de l'escala cosmològica de distàncies.

En aquest sentit, la galàxia d'Andromeda (M 31) pot representar un excel·lent calibrador, ja que té una rica població estel·lar i presenta diverses candeles estàndard que no té LMC. A més a més, és prou propera com per poder observar estrelles individuals, a la vegada que està prou lluny com perquè la seva geometria no introdueixi cap sistemàtica en la determinació de distàncies. Desafortunadament, tot i que hi ha diverses determinacions de la distància a M 31 (Taula 1.1),

*Summary in Catalan (according to the rules at the Universitat de Barcelona).

no hi ha cap determinació directa (totes es basen en calibratges de la Via Làctia o del Núvol Gran de Magallanes).

Les binàries eclipsants poden suplir aquesta mancança. Les binàries eclipsants són sistemes compostos per dues estrelles que, en orbitar l'una al voltant de l'altra, presenten eclipsis periòdics. Les binàries eclipsants sempre han estat una eina important per determinar les propietats físiques de les estrelles. El gran potencial de les binàries eclipsants és que el seu moviment (observat a les corbes de velocitat radial) i la forma dels eclipsis (observats a les corbes de llum) es poden explicar completament a partir de les lleis de gravitació universal i de la geometria dels sistema (vegeu Hilditch, 2001, per més detalls). Així doncs, per a una binària eclipsant, la combinació de les corbes de llum i les corbes de velocitat radial permet la determinació de les propietats físiques dels components (com la massa i el radi) de forma directa i a partir de principis fonamentals.

Un cop conegut el radi dels components, cal determinar el flux superficial de cadascun d'ells per conèixer-ne la distància. S'han proposat diversos mètodes per tal de determinar el flux superficial (i la distància) de les binàries eclipsants. D'entre els diversos mètodes, en destaca el mètode espectrofotomètric, pel fet que el flux superficial dels components es determina conjuntament amb l'absorpció interestel·lar i la distància (Eq. 1.13). Aquest mètode es va utilitzar per determinar la distància a quatre binàries eclipsant a LMC (Taula 1.3), obtenint un mòdul de distància de $(m - M)_0 = 18.42 \pm 0.06$ mag.

Com a pas següent per al calibratge de l'escala cosmològica de distàncies, l'objectiu del present treball és la determinació de la distància a M 31 mitjançant binàries eclipsants. A l'inici d'aquest projecte, les úniques binàries eclipsants amb fotometria CCD a M 31 eren les identificades pel grup DIRECT (Macri, 2004). Com que la qualitat de les corbes de llum és insuficient per al nostre objectiu, en el transcurs del present treball s'ha obtingut nova fotometria, així com les velocitats radials necessàries. Les dades obtingudes s'han utilitzat per determinar les propietats físiques de les binàries eclipsants estudiades, així com la distància a M 31. Juntament amb les binàries eclipsants, la fotometria ha proporcionat un gran nombre de Cefeïdes i excel·lents corbes de llum d'altres objectes. Les Cefeïdes s'han analitzat per determinar una distància addicional a M 31. Finalment, el potencial del catàleg fotomètric obtingut es posa de manifest amb l'anàlisi de les propietats d'una fulguració estel·lar descoberta en el transcurs d'aquest treball.

Sèries fotomètriques

Les observacions per obtenir les corbes de llum de binàries eclipsants a M 31 van ser realitzades amb el telescopi Isaac Newton (INT) a la Palma. En total es van obtenir unes 260 imatges amb l'instrument Wide Field Camera (entre 1999 i 2003) en cadascun dels dos filtres: *B* i *V* de Johnson.

Les imatges obtingudes van ser corregides de *overscan*, de *bias* i de *flat-field*. Els píxels dolents es van corregir mitjançant interpolació dels píxels adjacents. El resultat són unes imatges corregides de gairebé tots els defectes instrumentals, excepte un petit efecte de diafragma a la cantonada nord-est del camp (Fig. 2.1).

Com que el camp és extremadament poblat d'estrelles, vàrem adaptar un algoritme basat en la tècnica de substracció d'imatges (Alard & Lupton, 1998) per adquirir la fotometria de les estrelles del camp. El procés de substracció d'imatges consisteix, primerament, en la creació d'una imatge de referència a partir de les imatges amb millor *seeing* i major relació senyal-soroll. A continuació, es resta la imatge de referència a totes les imatges obtingudes per tal d'obtenir una imatge diferenciada que conté només estrelles variables. La imatge diferenciada s'utilitza per obtenir la variació de flux de les estrelles variables respecte de la imatge de referència (també anomenat fotometria diferencial).

Per tal de transformar la fotometria diferencial a fotometria instrumental, vàrem realitzar fotometria mitjançant DAOPHOT (Stetson, 1987) a la imatge de referència. Amb la fotometria de referència i la fotometria diferencial, ja es poden obtenir les magnituds instrumentals mitjançant l'Eq. 2.1. Com que la fotometria DAOPHOT i la fotometria diferencial es basen en processos diferents, vàrem utilitzar un factor d'escala que transforma les magnituds a un sistema estàndard.

Un cop obtingudes les magnituds instrumentals, vàrem calcular les magnituds estàndard a partir d'estrelles estàndard de Landolt (1992), observades durant dues nits de la campanya del 1999. El procés va proporcionar fotometria estàndard per a 236 238 estrelles de la imatge de referència, amb magnituds $17.5 < V < 25.5$ i $18 < B < 26$ (37 241 de les quals tenen un error fotomètric inferior a 0.1 mag en els dos filtres). Addicionalment, també es van transformar les magnituds instrumentals de les 3 964 estrelles variables a magnituds estàndard.

Juntament amb la fotometria, també vàrem determinar la posició de totes les estrelles detectades. Per això vàrem creuar les estrelles detectades amb el catàleg GSC 2.2.1, obtenint una transformació de coordenades que té una precisió de 0.16 segons d'arc en ascensió recta, i de 0.12 en declinació.

L'últim pas en el procés de reducció és la determinació de la possible periodicitat de les estrelles variables. Per tal de detectar periodicitats, vàrem aplicar un algoritme d'anàlisi de la variança (Schwarzenberg-Czerny, 1996) a les corbes de llum, en tots dos filtres, de les 3 964 estrelles variables detectades. Les corbes de llum resultants d'aquesta anàlisi van ser inspeccionades visualment per identificar patrons de variabilitat coneguts. Com a resultat, vàrem identificar 437 binàries eclipsants i 416 Cefeides.

Així doncs, el procés de reducció va proporcionar-nos dos catàlegs: el catàleg de referència i el catàleg d'estrelles variables (Sect. 2.3). Per tal d'assegurar-se que el procés de reducció fotomètric és acurat, vàrem comparar la fotometria del catàleg de referència amb dos catàlegs que tenen un gran nombre d'estrelles en

comú amb el catàleg obtingut: DIRECT (Macri, 2004) i LGGS (Massey et al., 2006). El resultat de la comparació mostra que les magnituds B obtingudes són completament compatibles amb les magnituds proporcionades per LGGS (Fig. 2.6 i Fig. 2.7). Pel que fa a les magnituds en V , s'observa una certa tendència en les dues comparacions. Donat que les tendències són diferents segons quin sigui el catàleg de comparació, és impossible de saber si hi ha algun efecte sistemàtic en la fotometria en V . En qualsevol cas, aquests efecte és inferior a 0.03 mag per estrelles amb $V < 20.5$ mag.

Pel que fa al catàleg d'estrelles variables, cal dir que s'ha comparat la fotometria de les binàries eclipsants amb dos catàlegs: DIRECT i T05 (Todd et al., 2005). El resultat de la comparació mostra que T05 té una sistemàtica a les binàries anomenades f2BEB i f3BEB del seu catàleg (Fig. 2.9 i Taula 2.2), mentre que les magnituds de les nostres binàries eclipsants són compatibles amb les obtingudes per DIRECT.

Un cop obtingudes les sèries fotomètriques i un cop comprovada la seva fiabilitat, varem continuar amb la selecció de binàries eclipsants adequades per a la determinació de distàncies. De les 437 binàries identificades al catàleg d'estrelles variables, les més aptes per a la determinació de distàncies són aquelles que són prou brillants com per obtenir-ne velocitats radials amb la instrumentació actual. Tenint en compte que els telescopis més grans tenen entre 8 i 10 metres, i que calen dispersions de l'ordre de $R \sim 3\,000$ en els espectres, varem seleccionar només aquelles binàries eclipsants que tenen una magnitud $V < 20.5$. A més a més, per a una precisa determinació dels paràmetres físics, cal que les binàries tinguin eclipsis profunds ($\Delta V > 0.2$ mag). El resultat són 24 binàries eclipsants aptes per a la determinació de la distància a M31.

Donat que les característiques pròpies de cada sistema binari poden tenir una important influència en la determinació precisa de les seves propietats, varem realitzar un ajust preliminar de les 24 binàries eclipsants seleccionades amb el programa de Wilson & Devinney (1971, W&D). Per tal de reduir la correlació entre els paràmetres i obtenir solucions més estables, varem considerar, per a cada sistema, dues configuracions possibles (separat i semi-separat), en funció de si els components del sistema binari omplen o no el lòbul de Roche. En general, l'ajust resultant proporciona pistes sobre quina és la solució òptima per a cada sistema. De tota manera, aquells sistemes que presenten indicis d'excentricitat van ser considerats com a separats. A més a més, en alguns casos, s'observa l'anomenat efecte O'Connell (Davidge & Milone, 1984), degut a la presència de taques a la superfície de les estrelles. Tenint en compte que les estrelles estudiades es troben a la part superior de la seqüència principal (Fig. 2.10), aquest efecte es pot explicar com a conseqüència de l'impacte del material procedent d'una estrella sobre la companya. Així doncs, aquests sistemes es van suposar que eren semi-separats.

Els paràmetres determinats per a cada sistema són: temps de mínim, període, inclinació, quocient de temperatures, potencial superficial normalitzat de la primà-

ria i quocient de lluminositats. Per sistemes separats, a més a més, s'ha determinat el potencial superficial normalitzat de la secundària i, en cas de ser excèntrics, l'excentricitat i l'argument del periastre. A la solució final, també es va ajustar la tercera llum, és a dir, la contribució deguda a d'altres estrelles en la lluminositat del sistema binari (vegeu l'apartat 2.4.1 per a més detalls). Els ajustos resultants es poden veure a la Fig. 2.11, mentre que els paràmetres derivats es poden veure a la Taula 2.3.

Espectroscòpia i espectrofotometria

Com a pas següent en la determinació de la distància a M 31, vàrem obtenir espectroscòpia amb el telescopi Gemini-North (Hawaii) i l'instrument GMOS. El camp observat conté 5 de les 24 binàries eclipsants seleccionades anteriorment. En total vàrem obtenir nou espectres per a cadascuna de les cinc binàries, entre setembre de 2004 i febrer de 2005, amb 4100 segons d'exposició per cadascun d'ells (l'últim dels quals amb un temps d'exposició inferior) i una resolució espectral de $\sim 80 \text{ km s}^{-1}$. Els temps d'observació es van seleccionar per tal que dues de les binàries eclipsants més brillants tinguessin, cadascuna d'elles, almenys dues observacions a les quadratures.

La reducció de les observacions va ser duta a terme amb el paquet IRAF de Gemini. Les imatges es van corregir de *bias* i de *flat-field*. Per realitzar el calibratge en longitud d'ona, vàrem utilitzar làmpades de calibratge (de coure i argó). Els espectres calibrats en longitud d'ona van ser corregits del fons de cel i extrems amb obertures d'entre un i dos segons d'arc. Els espectres resultants (Fig. 3.3) inclouen totes les línies de Balmer (excepte $H\alpha$ a 656.3 nm) amb una relació senyal-soroll que arriba a 40 en el millor dels casos (Taula 3.2).

Seguint el mètode espectrofotomètric de determinació de distàncies (apartat 1.3.2), també vàrem aconseguir temps d'observació (al 2005) amb el telescopi espacial Hubble (HST). Les candidates seleccionades per obtenir-ne espectrofotometria (amb l'instrument ACS) eren dues de les binàries eclipsants observades amb GMOS (M31V J00443799+4129236 i M31V J00442326+4127082). Les observacions van ser finalment realitzades al 2006, però, degut a la fallada de l'ACS, només es varen obtenir dades completes (tres observacions en total) per a una de les dues candidates (Taula 3.4).

Donat que cadascuna de les observacions va ser obtinguda amb un prisma i un detector diferent (per cobrir el rang de longituds d'ona entre 115 i 1050 nm), la reducció de les dades és lleugerament diferent en cada cas. De tota manera, la reducció de *bias*, corrent fosc i *flat-fields* es realitza de forma automàtica. La resta de la reducció va ser realitzada, pas per pas, per nosaltres i consisteix, bàsicament, en corregir la deformació de camp (perquè els detectors utilitzats estan fora de l'eix òptic del HST), calibrar els espectres en longitud d'ona, restar el fons de

cel i extreure els espectres. Malauradament, una estrella veïna contamina un dels tres espectres de la binària eclipsant, fent que no es pugui utilitzar el tram entre 170 i 215 nm. A més a més, les transformacions a espectrofotometria estàndard introdueixen un error de l'ordre del 5% en els espectres observats. Així doncs, l'error de les observacions està, generalment, entre el 10 i el 20% (Fig. 3.4 a Fig. 3.7).

Binàries eclipsants

De les cinc binàries eclipsants observades amb GMOS, quatre tenen espectres amb una relació senyal-soroll suficient com per determinar-ne les propietats físiques. A continuació es presenta l'anàlisi de cadascuna d'elles. La distància a M 31 que se'n deriva es pot veure al final del present apartat.

M31V J00443799+4129236 (SB2A)

El primer pas per a la determinació de les propietats físiques és l'obtenció de les velocitats radials. De tota manera, en un sistema binari, els espectres dels dos components es troben combinats en un de sol i, per tant, cal un algoritme capaç de determinar la velocitat dels dos components a la vegada. Així doncs, vàrem utilitzar un programa de correlació creuada en dues dimensions (anomenat TODCOR, de Zucker & Mazeh, 1994). Com a espectres de referència (o patró) vàrem utilitzar els proporcionats pels models de TLUSTY (Lanz & Hubeny, 2003, 2007) i d'ATLAS9 de Kurucz.

Per aquesta binària eclipsant, les propietats dels espectres patró (temperatura, gravetat superficial, etc.) es van seleccionar, en primera instància, a partir de l'ajust preliminar de les corbes de llum. Un cop determinades les velocitats radials, els espectres de cada component es van separar per determinar-ne la temperatura dels components (apartat 4.1.1.3). Les temperatures determinades es van utilitzar per definir uns espectres patró amb més precisió i, d'aquests, trobar-ne les velocitats.

Un cop determinades les velocitats radials (Taula 4.2), ja es poden determinar les propietats físiques del sistema. Per a això vàrem utilitzar el programa de W&D. L'ajust de les corbes de llum i de velocitat radial es va fer de forma independent i iterativa fins a assolir una solució consistent amb totes les observacions. Les observacions inclouen no solament les obtingudes per nosaltres, sinó també les corbes en V de DIRECT. Els ajustos resultants es poden veure a la Fig. 4.2, i els paràmetres corresponents a la Taula 4.3. Cal destacar-ne la presència d'efecte O'Connell, que va ser modelitzat amb una taca brillant a la primària.

Per derivar-ne la distància, aquesta binària eclipsant encara necessitava una

determinació de la temperatura dels components. En aquest cas es van intentar dos procediments: modelització dels espectres i espectrofotometria.

Com ja s'ha comentat, en un sistema binari, l'espectre dels dos components es troba combinat en un de sol. Per tal de modelitzar l'espectre de cada component, primer cal separar-los. Per aquest motiu es va utilitzar el programa KORREL (Hadrava, 1995). Els espectres separats (Fig. 4.3) es van modelitzar amb models de TLUSTY, obtenint la temperatura, la velocitat de rotació, la magnitud absoluta dels components i, finalment, un mòdul de distància a M31 de $(m - M)_0 = 24.44 \pm 0.12$ mag (Taula 4.4).

El segon procediment que es va intentar per determinar la temperatura d'aquesta binària eclipsant va ser el mètode espectrofotomètric. D'aquest sistema se'n va poder obtenir espectrofotometria amb el HST. De tota manera, de seguida es va fer evident que els errors en les observacions eren massa grans com per determinar-ne les propietats de forma fiable. Així doncs, es van fer servir les observacions per confirmar els resultats obtinguts a través de la modelització dels espectres. Per tal de fer la comprovació, es van imposar els valors obtinguts amb la modelització espectral i es va introduir una corba d'extinció mitjana de la Via Làctia. La distribució espectral d'energia derivada dels models és dins dels errors de les observacions (Fig. 4.4) i, per tant, l'espectrofotometria obtinguda està d'acord amb els resultats de la modelització espectral.

Un cop determinades les propietats físiques, vàrem determinar l'estadi evolutiu del sistema. Per això vàrem comparar les masses i els radis obtinguts amb els models evolutius de Lejeune & Schaerer (2001, Fig. 4.5) per a estrelles isolades. Els resultats obtinguts mostren que les dues estrelles són massa lluminoses per les seves masses i que el sistema està en un estadi de post-transferència de massa, en el que l'estrella originàriament més massiva és ara la secundària. A més a més, els resultats obtinguts mostren indicis d'una important transferència de massa (efecte O'Connell, velocitat de rotació de la primària, etc.) des de la secundària cap a la primària.

M31V J00443610+4129194 (SB2B)

Com en el cas de SB2A, el primer pas en l'anàlisi d'aquesta binària eclipsant va ser la determinació de les velocitats radials a partir dels espectres observats amb GMOS. Els models utilitzats per determinar-ne les velocitats radials amb TODCOR van ser, de nou, els models de TLUSTY i de Kurucz. De tota manera, la determinació dels espectres patró que proporcionaven millors velocitats radials va ser més iterativa. En aquest cas, vàrem buscar primer uns espectres patró a partir de l'ajust preliminar de W&D (amb corbes de llum). Un cop determinades les velocitats radials, vàrem realitzar un nou ajust de W&D i, a continuació, les noves propietats trobades, es van fer servir per trobar uns nous espectres patró.

El procés es va repetir fins que els espectres patró van ser els mateixos en dues iteracions.

Per trobar les masses i els radis vàrem utilitzar, de nou, el programa de W&D. Els procés seguit va ser similar al descrit anteriorment, però per aquesta binària eclipsant, van caldre diverses proves per tal d'identificar la configuració que millor podia explicar les observacions. Així doncs, en primer lloc, es va intentar modelitzar el sistema com a separat, però els resultats proporcionaven solucions on o bé la primària, o bé la secundària, omplien el lòbul de Roche. Així doncs, vàrem intentar dues solucions suposant que el sistema era semi-separat: una on la primària omplia el lòbul de Roche i l'altra on la secundària l'omplia. La principal diferència entre les dues solucions rau en el quocient de lluminositat que se'n deriva. Com es dedueix de la determinació de temperatures (apartat 4.1.2.3), la secundària és més feble que la primària, el que indica que és la primària, i no la secundària, la que omple el lòbul de Roche (Fig. 4.6).

La determinació de temperatures d'aquesta binària eclipsant es va fer a partir de la modelització dels espectres observats. El procés de modelització és igual que el descrit per a la SB2A. Cal destacar-ne el fet que l'espectre de la secundària és bàsicament soroll (Fig. 4.7). Això es pot explicar si es suposa que la secundària és més feble que la primària i, per tant, indica que la configuració on la primària omple el lòbul de Roche és la més probable. A l'espectre separat de la primària s'ha ajustat un model de TLUSTY per determinar-ne la temperatura, la gravetat superficial i la velocitat de rotació (Taula 4.7). Combinant tots els resultats vàrem derivar una segona distància a M31 de $(m - M)_0 = 24.30 \pm 0.11$ mag.

Finalment, per tal d'acabar de caracteritzar el sistema, vàrem comparar les propietats observades amb els models evolutius de Lejeune & Schaerer (2001). En contra del que passa amb la binària SB2A, els components coincideixen amb les posicions predites pels models evolutius (Fig. 4.8) d'estrelles isolades. Això és característic de sistemes separats, però els ajustos obtinguts amb el W&D per a aquest sistema semblen indicar que la primària omple el lòbul de Roche. Les observacions es poden explicar si es considera que el sistema es troba en un estadi evolutiu on la primària està a punt d'omplir el lòbul de Roche i on la transferència de massa encara no ha començat.

M31V J00444528+4128000 (SB1)

L'ajust preliminar de les corbes de llum, així com els espectres observats per a aquesta binària eclipsant, suggereixen que només es poden observar les línies espectrals d'un dels components. Així doncs, per tal de determinar les velocitats radials de la primària, es va fer servir un programa anomenat TIRAVEL (Zucker & Mazeh, 2006), on les velocitats radials (Taula 4.8) es determinen a partir del desplaçament relatiu de les línies i, per tant, no cal cap espectre patró.

A més a més de les velocitats radials, TIRAVEL també proporciona un espectre combinat que inclou tots els espectres observats. Aquest espectre es va utilitzar per realitzar una determinació de la temperatura, la gravetat superficial, la metal·licitat, la velocitat microturbulenta i la velocitat de rotació de la primària (Taula 4.9).

L'últim pas per determinar les propietats físiques del sistema és la determinació de la massa i del radi. De tota manera, com que només es tenen les velocitats radials de la primària, calen suposicions addicionals per tal de resoldre les propietats del sistema. En el nostre cas vàrem calcular el radi de la primària a partir de la temperatura observada (i d'una distància a M 31) i vàrem imposar que la solució obtinguda amb el W&D coincidís amb el radi calculat. L'ajust resultant es pot veure a la Fig. 4.10 i a la Taula 4.10. Cal destacar el fet que els residus observats indiquen clarament que almenys un dels components és intrínsecament variable.

En comparar els resultats amb els models evolutius (Lejeune & Schaerer, 2001, Fig. 4.11), es confirma una cosa que ja es podia observar a l'espectre combinat: que la primària és una supergegant blava. Pel que fa a la secundària, s'observa que és sublluminosa per la seva massa. De tota manera, les propietats de la secundària s'han deduït, bàsicament, a partir de les corbes de llum. Cal tenir present que aquestes presenten una variabilitat que no és tinguda en compte en errors proporcionats pel W&D. Així doncs, la diferència en la secundària pot no ser significativa si es té en compte la variabilitat del sistema.

M31V J00442326+4127082 (SB3)

L'últim sistema binari analitzat presenta diversos indicis a favor de la presència d'un tercer component (que pot correspondre a una o varies estrelles). Així doncs, per determinar les velocitats radials d'aquest sistema, es va utilitzar un nou algoritme (desenvolupat a la Universitat de Tel Aviv i anomenat TRIMOR) que és capaç de realitzar correlació creuada amb tres components. De nou, es va utilitzar un procés iteratiu per determinar els espectres patró que proporcionaven millors velocitats radials (Taula 4.11).

Per a la determinació de les masses i els radis del sistema doble, es va realitzar, com en els casos anteriors, un ajust amb el W&D. Els resultats de l'ajust mostren un sistema molt interessant (Taula 4.12 i Fig. 4.13), ja que és excèntric, els seus components tenen masses per sobre de $40 M_{\odot}$ i, a més, presenta moviment apsidal.

Els espectres dels components d'aquest sistema no es varen poder separar de l'espectre observat i, per tant, no vàrem poder determinar-ne una temperatura directa. De tota manera, considerant que els dos components del sistema es van formar a la vegada, vàrem poder realitzar una modelització del sistema a partir dels models evolutius de Lejeune & Schaerer (2001).

En primer lloc, vàrem utilitzar el diagrama massa-radi per determinar l'edat i la lluminositat dels dos components eclipsants (Fig. 4.14). A més a més, a partir de la tercera llum (derivada de les corbes de llum) també vàrem determinar les propietats del tercer component (suposant que es va formar al mateix temps que el sistema binari, Taula 4.13). Els paràmetres derivats són compatibles amb les línies espectrals observades als espectres de GMOS (Fig. 4.12) i, a més, permeten determinar un mòdul de distància a M 31 de $(m - M)_0 = 24.8 \pm 0.6$ mag.

Un cop determinades les propietats fonamentals dels components (massa, radi i temperatura), ja s'està en condicions d'analitzar l'origen del moviment apsidal. Cal dir que l'anàlisi presentat en aquest treball és preliminar i que cal, en un futur, una anàlisi més detallada. De tota manera, hi ha tres causes possibles pel moviment apsidal observat: la contribució de la terciària, els efectes relativistes i l'estructura interna dels components. Després de repassar cadascuna de les possibles contribucions, vàrem deduir que la causa més probable del moviment apsidal observat és l'estructura interna dels components. De tota manera, els models d'estructura estel·lar prediuen un moviment apsidal més gran que l'observat. Aquesta diferència es pot explicar si les estrelles tenen nuclis convectius més grans del què prediuen els models.

La distància a M 31 a partir de binàries eclipsants

Tres de les quatre binàries eclipsants estudiades (SB2A, SB2B i SB3), han proporcionat dades suficients com per permetre una determinació de la distància a M 31 (Taula 4.14). D'aquestes tres distàncies, dues són determinacions directes, ja que no depenen de cap calibratge previ. La distància proporcionada per SB3 es basa en models evolutius, els quals tenen un gran nombre de suposicions i, per tant, no es pot considerar directa. La mitjana de les dues distàncies directes dona un mòdul de distància a M 31 de $(m - M)_0 = 24.36 \pm 0.08$ mag (744 ± 33 kpc).

Els errors de la distància calculada no tenen en compte una possible sistemàtica introduïda pels models d'atmosfera estel·lar (TLUSTY). De tota manera, per la nostra experiència, estimem que aquesta sistemàtica és inferior a 0.05 mag. Algunes vegades també s'ha argumentat que els sistemes que presenten una important deformació, degut a la proximitat entre els components, no són adequats per determinacions de distància. Aquesta afirmació no és del tot certa, ja que els possibles efectes de proximitat es veuen compensats per una reducció en el nombre de paràmetres lliures i, per tant, els sistemes semi-separats poden, igualment, ser utilitzats per a determinació de distàncies. Així doncs, les distàncies derivades són directes i precises.

Finalment, és important destacar que el procediment utilitzat en aquest treball ha compensat la manca d'espectrofotometria gràcies a la separació i modelització dels espectres de GMOS. Aquest nou procediment requereix menys observacions i, per tant, fa possible l'anàlisi d'un major nombre de binàries eclipsants.

Cefeïdes

El primer que es pot estudiar de la mostra de 416 Cefeïdes detectades en el catàleg d'estrelles variables és la distribució de períodes. El primer que vàrem fer va ser comparar la distribució de períodes de les Cefeïdes observades amb aquelles conegudes a M 31 del catàleg GCVS (Fig. 5.1). Es va observar com els dos catàlegs són clarament diferents degut, bàsicament, a una manca de Cefeïdes de períodes curts (i febles) al GCVS. Posteriorment es va observar com la distribució de períodes de les Cefeïdes observades és molt similar a l'obtinguda pel catàleg DDO, on hi ha Cefeïdes de la nostra galàxia. Així doncs, es va deduir que el catàleg de Cefeïdes obtingut és tant complet com el catàleg DDO i, a més, que les distribucions de períodes de les Cefeïdes són similars en les dues galàxies.

El següent pas en l'anàlisi de les Cefeïdes observades va ser la seva classificació pulsacional. És a dir, seleccionar les Cefeïdes en funció de si polsen en el mode fonamental o en algun dels seus harmònics. Aquesta classificació es pot realitzar mitjançant l'ajust d'una sèrie de Fourier a les corbes de llum i observant la relació entre els coeficients dels primers ordres. En total vàrem poder classificar 315 Cefeïdes: 240 polsant en el mode fonamental i 75 polsant en el primer harmònic (Fig. 5.2). A més a més, totes les Cefeïdes amb un període superior a 8 dies es va considerar que polsaven en el mode fonamental (fent un total de 281 Cefeïdes en el mode fonamental), ja que no hi ha Cefeïdes polsant en el primer harmònic amb un període superior a 7 dies.

Un cop classificades les Cefeïdes vàrem procedir a estudiar la relació P-L. La relació obtinguda amb la mostra de Cefeïdes fonamentals mostra una gran dispersió (Fig. 5.4) deguda a tres possibles factors: absorció, efectes de metal·licitat i de contaminació.

Per tal de corregir l'efecte d'absorció, vàrem utilitzar relacions període-color del grup OGLE (Udalski et al., 1999). Un cop determinats els colors $(B - V)_0$, vàrem determinar l'absorció de cada Cefeïda utilitzant un coeficient d'extinció total respecte extinció parcial (\mathcal{R}_V) estàndard.

Per tal de corregir l'efecte que la metal·licitat té en la magnitud absoluta de les Cefeïdes, en primer lloc vàrem utilitzar un gradient galactocèntric (Zaritsky et al., 1994) per estimar la metal·licitat de les Cefeïdes. A continuació, vàrem aplicar una correcció a la magnitud de cada Cefeïda (Sakai et al., 2004), segons la metal·licitat derivada.

L'últim possible efecte és la contaminació per estrelles veïnes. A la distància de M 31, la resolució angular de les imatges obtingudes amb el INT correspon a uns 4 pc. Així doncs, el que sembla una sola Cefeïda pot contenir la contribució de diverses estrelles. Així doncs, vàrem desenvolupar un mètode per determinar el valor de la contaminació introduïda per altres estrelles en la magnitud de les Cefeïdes observades. El procés es basa en el fet que l'amplitud d'una Ce-

feida sempre disminueix quan hi ha estrelles contaminants i que la relació entre l'amplitud d'una Cefeida en dos filtres (B i V) és aproximadament constant.

Els resultats obtinguts per a cada Cefeida tenen un error molt important, fent impossible la determinació de la contaminació en cada Cefeida. De tota manera, el gran nombre de Cefeides estudiades va permetre la determinació d'un valor mig de la contaminació (Taula 5.1). Els resultats mostren que l'efecte de la contaminació en la magnitud mitjana d'una Cefeida és de l'ordre de 0.2 mag. El mateix valor va ser observat per altres autors a M 33 i, a més, s'observa un valor similar per la tercera llum de les 24 binàries eclipsants seleccionades com a bones candidates per a la determinació de distàncies.

L'efecte que la contaminació sempre disminueixi l'amplitud de les Cefeides va ser utilitzat per seleccionar aquelles Cefeides menys afectades. Així doncs, vàrem seleccionar les 66 Cefeides amb una amplitud major que 0.8 mag per determinar una distància a M 31. Basant-nos en les relacions P-L de OGLE i un mòdul de distància a LMC de $(m - M)_0 = 18.42 \pm 0.06$ mag, el mòdul de distància a M 31 resultant és de $(m - M)_0 = 24.32 \pm 0.12$ mag.

Resultats i conclusions

Un cop presentat l'anàlisi realitzada i presentats els resultats, cal comparar les diferents determinacions i posar-les en context amb el coneixement actual de la matèria.

La distància a M 31 en context

En primer lloc, cal dir que la determinació directa de la distància a M 31 (objectiu principal del projecte) s'ha assolit. El valor obtingut de $(m - M)_0 = 24.36 \pm 0.08$ mag és directe, ja que no es basa en cap determinació prèvia de distàncies; acurat, ja que s'han utilitzat dues binàries eclipsants amb característiques diferents i s'han tingut en compte les possibles sistemàtiques; i precís, ja que el valor obtingut té només un 4% d'error.

El valor obtingut està completament d'acord amb les determinacions indirectes obtingudes prèviament a M 31, el què demostra el correcte calibratge de la majoria de candeles estàndard. El valor obtingut amb les Cefeides també està perfectament d'acord amb el valor de les binàries eclipsants. Aquest fet té una conseqüència important, ja que la distància de les Cefeides està basada en una determinació de la distància a LMC amb binàries eclipsants. Així doncs, la distància obtinguda no només és consistent amb altres indicadors de distància, sinó que és consistent amb altres determinacions de distàncies amb binàries eclipsants.

Resultats més destacats

La recerca de binàries eclipsants a M 31, realitzada amb el telescopi INT, va proporcionar un extensiu catàleg fotomètric. L'anàlisi de les observacions va revelar 3 964 estrelles variables, 437 de les quals són binàries eclipsants i 416 són Cefeïdes. La gran precisió de la fotometria obtinguda, amb 37 241 objectes amb un error inferior a 0.1 mag, i el gran nombre d'estrelles variables (amb 3 000 d'elles sense identificar) representa una base de dades excel·lent per futures anàlisis a M 31.

Les binàries eclipsants identificades es van seleccionar, proporcionant una llista de 24 candidates idònies per a la determinació de la distància a M 31. D'aquestes, se'n van observar 5 amb el telescopi Gemini-North. L'aplicació de nous algorismes de correlació creuada va proporcionar velocitats radials per a quatre d'elles. Addicionalment, els algorismes utilitzats van permetre la separació dels espectres de cada component per determinar les propietats físiques dels sistemes binaris (temperatura, gravetat superficial, etc.) mitjançant ajustos espectrals.

Per dues de les binàries amb velocitats radials es va aconseguir temps d'observació espectrofotomètrica amb el Hubble Space Telescope, però la qualitat de les dades obtingudes són insuficients per tal de determinar una distància a M 31 mitjançant un mètode espectrofotomètric. Així doncs, caldrà esperar a futures missions per poder aplicar aquest mètode.

La modelització de les binàries eclipsants observades amb Gemini-North va permetre la determinació directa de les masses i els radis de quatre sistemes binaris. Tots ells tenen propietats que els fan extremadament interessants per entendre millor les propietats físiques d'estrelles massives. En particular l'anàlisi realitzada ha permès identificar una de les binàries (SB2A, M31V J00443799+4129236) com un sistema tipus Algol, on els seus components són més brillants del que prediuen els models degut a la intensa transferència de massa. Un altre dels sistemes binaris (SB2B, M31V J00443610+4129194) està format per dues estrelles separades (on la primària gairebé omple el lòbul de Roche) permetent una determinació de l'edat del sistema binari. La tercera binària eclipsant (SB1, M31V J00444528+4128000) és un sistema evolucionat on la secundària omple el lòbul de Roche, fent-lo molt interessant per estudiar la transferència de massa en aquests sistemes. Finalment, una de les binàries eclipsants analitzades (SB3, M31V J00442326+4127082) ha demostrat ser un sistema supermassiu amb moviment apsidal, permetent un primer anàlisi de l'estructura interna en estrelles de més de 40 masses solars.

Addicionalment, les Cefeïdes detectades al catàleg fotomètric es van analitzar, permetent determinar que la mostra obtinguda és tant completa com el catàleg DDO de la Via Làctia. La gran qualitat de les corbes de llum va permetre identificar 281 Cefeïdes polsant en el mode fonamental i 75 en el primer harmònic. L'exhaustiu anàlisi realitzat de la relació període-lluminositat i el de-

sevolupament d'un nou mètode per calcular la contaminació per estrelles veïnes va mostrar com l'efecte de la contaminació és tant important com la correcció de la metal·licitat per determinar distàncies amb Cefeïdes.

Finalment, les binàries eclipsants van proporcionar un mòdul de distància a M 31 de $(m - M)_0 = 24.36 \pm 0.08$ mag (744 ± 33 kpc). Aquest resultat és compatible amb les determinacions prèvies de la distància a M 31, demostrant que els indicadors de distància estan ben calibrats. A més, la distància obtinguda a partir de les Cefeïdes demostra que el resultat és compatible també amb la determinació de la distància a LMC amb binàries eclipsants. Així doncs, el present treball demostra que les binàries eclipsants són excel·lents indicadors de distància i obre la porta a futures determinacions de distància a altres galàxies del Grup Local.

Apèndix: gran fulguració estel·lar

Com a mostra del gran potencial que té el catàleg fotomètric obtingut, a continuació es detalla l'anàlisi d'una fulguració estel·lar del dia 25 de setembre de 2000 i que vàrem descobrir durant el procés de reducció.

Les fulguracions estel·lars s'observen en estrelles magnèticament actives com, per exemple, el Sol. En general, les fulguracions poden emetre entre 10^{30} i 10^{32} ergs i són especialment comunes en estrelles fredes. En estrelles M, aquestes fulguracions solen ser especialment intenses en l'òptic, mentre que tendeixen a ser observades en el rang UV i de rajos X en les estrelles més calentes.

L'estrella que presenta la fulguració estel·lar es troba identificada, en el catàleg de referència, com a M31 J00453912+4130395. Aquesta estrella també té fotometria de DIRECT i de 2MASS (Skrutskie et al., 2006). Tenint en compte totes aquestes observacions, es pot estimar que l'estrella és una nana de tipus espectral M4 i que es troba situada a uns 300 pc.

L'anàlisi dels 5 anys de sèries fotomètriques obtingudes no presenta clars signes de variabilitat fora del període amb fulguració (Fig. A.2), el què indica que l'estrella té taques relativament poc importants o repartides de forma homogènia.

Per tal de determinar l'energia emesa durant la fulguració, en primer lloc, es pot observar que la durada de la fulguració és de l'ordre de 30 000 segons. Això classifica aquesta fulguració dins el grup de les més intenses, amb energies de l'ordre de 10^{32} ergs. Addicionalment, es pot calcular l'energia emesa tot integrant la variació de lluminositat durant la fulguració i multiplicant-la per l'energia de l'estrella en l'estadi quiescent. Els resultats mostren que la fulguració observada és de les més intenses que mai s'han observat (Taula A.2).

Juntament amb la fulguració principal, també es van observar cinc fulguracions menors, amb durades d'uns 8 000 segons. Tres d'aquestes fulguracions van

ser observades durant la decreixença de la fulguració principal. Aquests fenòmens són observats també en altres casos i es poden explicar com reconexions magnètiques, degudes al mecanisme proposat per Attrill et al. (2007).

