



# LA VIDA DE LES ESTRELLES

Jordi Caralt Barba

**E**n una càlida i serena nit d'estiu, qui no ha perdut alguna hora de la seva vida a quedar-se a contemplar embadalit l'embolcall estelat que ens envolta? Si hi ha lluna nova, la visió és francament espectacular: milions i milions de petits punts lluminosos esquitxats pertot sense cap ordre ni concert. A ull nu, tots ens resulten iguals, però la realitat és molt diferent. Tots aquests punts que brillen, què són en realitat? Quines diferències hi ha entre ells?

De manera general anomenem «estrelles» tot allò que brilla a l'espai. I no anem del tot desencaminats: a causa de les grans distàncies només som capaços de veure objectes amb llum pròpia. Al llarg dels últims anys també hem pogut descobrir que a l'Univers també hi ha altres objectes, no per observació directa sinó per llur efecte sobre altres que sí podem detectar. Però el que va centrar l'estudi dels astrònoms i dels físics durant dos segles va ser l'estudi de les estrelles.

La primera diferència que es va observar entre les estrelles estava relacionada amb llur posició i brillantor. En alguns casos també existien diferències de color. Antares era vermella, Capella groga, Sírius blanca i Vega blanc-i-blava. Aquests matissos de colors no eren observables a simple vista llevat del cas d'un grapat d'estrelles notables per llur brillantor.

La primera meitat del segle XIX va aportar una altra diferència: la distància. Algunes estrelles eren relativament properes (solament uns 150 bilions de quilòmetres, apro-

ximadament), mentre que d'altres es trobaven a una distància molt superior. Era possible, doncs, calcular la brillantor real o lluminositat d'aquelles estrelles la distància de les quals es coneixia. Els resultats d'aquests càlculs donaven diferències notables en lluminositat.

Una vegada l'espectroscòpia va entrar en ús cap a la segona meitat del XIX era natural preguntar-se si les diferents estrelles produïen o no diferents tipus d'espectres. L'astrònom italià Pietro Angelo Secchi (1818-1878) va estudiar els espectres de què disposava i va suggerir al 1867 que es podia classificar-los en quatre classes. L'espectre solar queia en la segona classe, que venia caracteritzada per la presència de nombroses línies d'absorció de metalls com el ferro.

En anys posteriors els astrònoms van confirmar l'existència d'aquestes classes espectrals i les van perfeccionar, introduint divisions més subtils. Al

1900 l'astrònom americà Edward Charles Pickering (1846-1919) va caracteritzar les diferents classes mitjançant les lletres de l'alfabet. El Sol figurava en la classe espectral G, per exemple. Més endavant es varen ordenar els espectres que pertanyien a una mateixa classe amb els números 0 fins al 9, de manera que l'espectre solar va ser classificat com a G2.

La qüestió era: a quins canvis de propietat calia atribuir-se la diferència d'espectres?. Kirchhoff i Bunsen havien demostrat que cada element produïa el seu propi espectre característic. Per tant, si els espectres

de dues estrelles diferien, ¿no indicava això que les dues estrelles es componien d'un conjunt diferent d'elements? Aquesta idea no era massa atractiva ja que el fet que una estrella estigués composta per elements aliens a una altra no concordava amb la concepció que començava a imposar-se, segons la qual tots els objectes de l'Univers es componien dels mateixos elements (força limitats en nombre, d'altra banda). ¿No podria ser possible que els espectres patissin alteracions sense que això repercutís en un canvi essencial en el conjunt d'elements del cos que suministrava l'espectre?

Una manera d'aconseguir aquest efecte consistia en variar la temperatura. En modificar-la, els electrons que envolten el nucli atòmic

es desplacen d'un estat d'energia a un altre. A mesura que la temperatura augmenta els electrons salten d'un estat d'energia inferior a un altre de superior. Més tard pot ocórrer que l'electró

*Les estrelles es caracteritzen per llur brillantor, espectre i distància respecte la Terra.*

salti de nou de l'estat d'energia superior a un altre d'inferior, amb la conseqüent emissió de longitud d'ona. Donat que els electrons poden realitzar aquests salts d'un estat a un altre de maneres diverses, un tipus particular d'àtom emet o absorbeix cert nombre de longituds d'ona diferents, donant lloc així a un espectre de línies brillants o fosques, respectivament. Els àtoms de cada element contenen un nombre característic d'electrons, disposats també d'una manera característica. Per tant, els electrons de cada tipus d'àtom posseeixen la seva pròpia estructura espectral distintiva,

JORDI CARALT i BARBA és projectista del grup AMR de l'ETSETB i membre de la branca d'Estudiants de l'IEEE i AEES.



que no comparteixen amb cap altre àtom que tingui un nombre diferent d'electrons o una disposició diferent dels mateixos. Per això podem identificar un element mitjançant la identificació de les línies espectrals fosques o bé brillants.

Si elevem la temperatura d'una substància, els electrons aniran ocupant cada vegada estats d'energia més elevats fins al punt de poder deslligar-se del nucli: és la ionització. L'espectre d'un àtom ionitzat és diferent del que suministra l'àtom en estat normal, ja que després de la pèrdua d'un o més electrons, la resta ja no es desplaça entre els diferents nivells de la mateixa manera que abans. D'altra banda, un àtom al qual li falta un electró no dona el mateix espectre que el mateix àtom amb dos o tres electrons menys.

La força que lliga els electrons varia amb els diferents tipus d'àtoms. D'altra banda, l'eliminació d'un segon electró requereix sempre una temperatura més alta que la necessària per a eliminar el segon, però més baixa que la que exigeix per a eliminar el tercer, etc.

En resum: pot ocórrer que les diferències que tenen els espectres no impliquin diferències en els elements, sinó diferents estadis de ionització, és a dir, de temperatura.

Així doncs, es classifiquen les classes espectrals per ordre decreixent de temperatura: O, B, A, F, G, K, M. Existeixen quatre grups força especials: R, N, S, W (les tres primeres inclouen estrelles fredes i l'última estrelles calentes).

Una vegada disposem de dos tipus d'informació (lluminositat i temperatura superficial) d'un conjunt d'estrelles diferents, el següent pas lògic

consisteix en relacionar l'una amb l'altra. Per exemple, sobre la base de l'experiència obtinguda en els laboratoris terrestres pel que fa als objectes incandescents hom podria esperar que com més freda és una estrella, menys radiació emet, apareixent, per

tant, més tènue i d'un color més rogenç. Es comprova, no obstant, que això no sempre és així. Al 1905 E. Hertzsprung ja havia especulat sobre aquesta qüestió, i va arribar a la conclusió que l'única manera que una estrella freda pogués ser brillant era que el seu tamany fos enorme. La seva fredor indicaria que la superfície de l'estrella emet poca llum per quilòmetre quadrat en comparació amb el Sol, encara que d'altra banda, una estrella com Betelgeuse, que a pesar del seu color vermell presenta un aspecte molt brillant, posseiria una superfície molt més gran que la del Sol, i aquesta major superfície compensaria amb escreix la relativa tenuïtat de l'estrella. Per això, estrelles com Betelgeuse o Antares foren anomenades «gegantes vermelles», i estrelles tipus Barnard (estrelles dèbils molt properes a nosaltres), «nanes vermelles».

Albert Abraham Michelson (1852-1931) va inventar l'interferòmetre, el qual permet quantificar el grau d'interferència causada per rajos de llum que provenen de diferents parts d'una estrella. A partir d'aquí es pot calcular l'angle que formen i es pot saber el diàmetre real de l'estrella. Es va poder comprovar que Betelgeuse té una superfície 120.000

vegades més gran que la del Sol, de manera que no és estrany que sigui molt més lluminosa que el Sol, tot i que sigui més tènue per quilòmetre quadrat.

Epsilon Aurigae és tan freda que a pesar del seu monstruós tamany resulta completament invisible des

de la Terra. La seva radiació es troba gairebé tota en l'infraroig, i l'única dada que la delata la seva existència és que posseeix una companya brillant a la qual eclipsa periòdicament. A partir de la durada de l'eclipsi i de la distància del sistema es va poder

veure que era una «gegant infraroja». Al 1965, astrònoms de Mount Wilson van començar a utilitzar tècniques especials, com per exemple l'ús d'un telescopi amb mirall de plàstic, i van descobrir milers d'objectes d'aquestes característiques.

També podem trobar estrelles d'altres colors, encara que no presenten unes diferències de tamany tan grans com les estrelles fredes i vermelles. Existeixen «gegantes grogues» grans (ni tan grans ni tan fredes com les vermelles) i «nanes grogues» petites (tampoc tan petites ni tan fredes com les vermelles). El Sol seria d'aquest darrer tipus.

### El diagrama H-R.

Durant els anys en els que Hertzsprung va descobrir les gegantes vermelles, H.N. Russell va confeccionar al 1913 una gràfica: en l'eix horitzontal va col·locar les classes espectrals per ordre decreixent de temperatures, començant per la classe O a l'esquerra i acabant amb la M a la dreta, i en l'eix vertical la lluminositat o magnitud absoluta. Cada estrella posseeix certa magnitud absoluta i pertany a una classe espectral determinada, amb la qual cosa es pot representar mitjançant un punt en un lloc concret de la gràfica. Aquestes gràfiques s'anomenen «diagrames de Hertzsprung-Russell», o bé «diagrames H-R».

### La teoria del lliscament.

La major part de les estrelles que Russell va representar quedaven situades en la diagonal que va de l'angle superior esquerre a l'inferior dret, donat que, per regla general, com més calenta és una estrella més gran és la seva brillantor. Aquestes estrelles formen la «seqüència principal». Avui en dia es calcula que més del 99% de les estrelles que podem observar cauen d'aquesta seqüència.

Les excepcions més rellevants són, òbviament, les gegantes verme-

*L'única manera que una estrella freda brilli és que el seu tamany sigui enorme: són les nanes gegantes.*

*Hom esperaria que com més freda sigui una estrella menys radiació emet i apareixeria més rogenca, però no sempre és així.*

lles. Pertanyen a la classe espectral M i estan situades, per tant, a la dreta del diagrama. Però també posseeixen una gran lluminositat, per la qual cosa s'agrupen en la part dreta superior del diagrama H-R.

Quan es van confeccionar per primera vegada aquests diagrames, encara no es tenia massa noció de les reaccions nuclears de dins les estrelles. La idea que prevalia era que les estrelles experimentaven una contracció sistemàtica i constant al llarg de la seva vida. Des d'aquest punt de vista, el diagrama H-R semblava oferir una imatge clara i espectacular de l'evolució estelar. Russell va suggerir:

Una estrella consisteix en principi en un conglomerat immensament voluminos de gas fred que es contrau a poc a poc. A mesura que es contrau es comença a escalfar. En els primers estadis l'estrella radia principalment en l'infraroig, amb la qual cosa és una gegant vermella com Epsilon Aurigae. L'estrella continua contraient-se fins arribar un punt en el qual la temperatura és suficientment elevada per a que emeti un vermell brillant, com Betelgeuse o Antares. Després es va encongint i escalfant-se per a convertir-se en una gegant groga, més petita i calenta que la gegant vermella, i després en una estrella blanc-i-blava, encara més petita i més calenta.

En el viatge des de la nebulosa original freda fins a l'etapa blanc-i-blava, l'estrella s'ha mogut cap a l'esquerra i al llarg de la part superior del diagrama H-R. En arribar a aquesta fase blanc-i-blava, l'estrella assolix l'extrem superior esquerra de la seqüència principal. Arribats a aquest punt, s'encongex i es refreda, cosa

que repercuteix en una disminució de la brillantor. Després es converteix en una nana groga com el Sol, des-

lla relativament jove. Cap esquema d'evolució que converteixi el Sol en una estrella vella pot ser correcte. A

més, ho havia encara una qüestió obscura: si admetem que la matèria estelar es comporta a tots els efectes com un gas (com va postular Eddington i corroborat després empíricament), com podia ser que en comprimir-se una estrella també es refredés?

### La teoria moderna.

Durant l'etapa inicial de l'evolució estelar, en la qual el conglomerat dispers de pols i gas es comprimeix i es diri-

geix cap a un punt determinat de la seqüència principal, l'energia es produeix principalment a partir del camp gravitatori. No obstant, la font gravitatori no és massa gran i en un instant (1 milió d'anys) l'estrella ha assolit la seqüència principal: la temperatura central arriba al punt d'ignició de la fusió nuclear i aquest procés serà a partir d'ara la principal font d'energia. Mentre les coses funcionen d'aquesta manera, l'estrella gairebé no es mou de la seqüència principal. Qualsevol desplaçament d'importància representaria una pertorbació del delicat equilibri que existeix entre la gravitació, que fa que l'estrella es col·lapsi sobre sí mateixa, i la temperatura, que té els efectes contraris.

Per exemple, si el Sol tingués una temperatura superficial de 30.000°C en comptes dels 6.000°C que té, desplaçant-se de sobte cap a l'extrem superior esquerra de la seqüència principal, la pressió cap enfora superaria amb escreix la com-

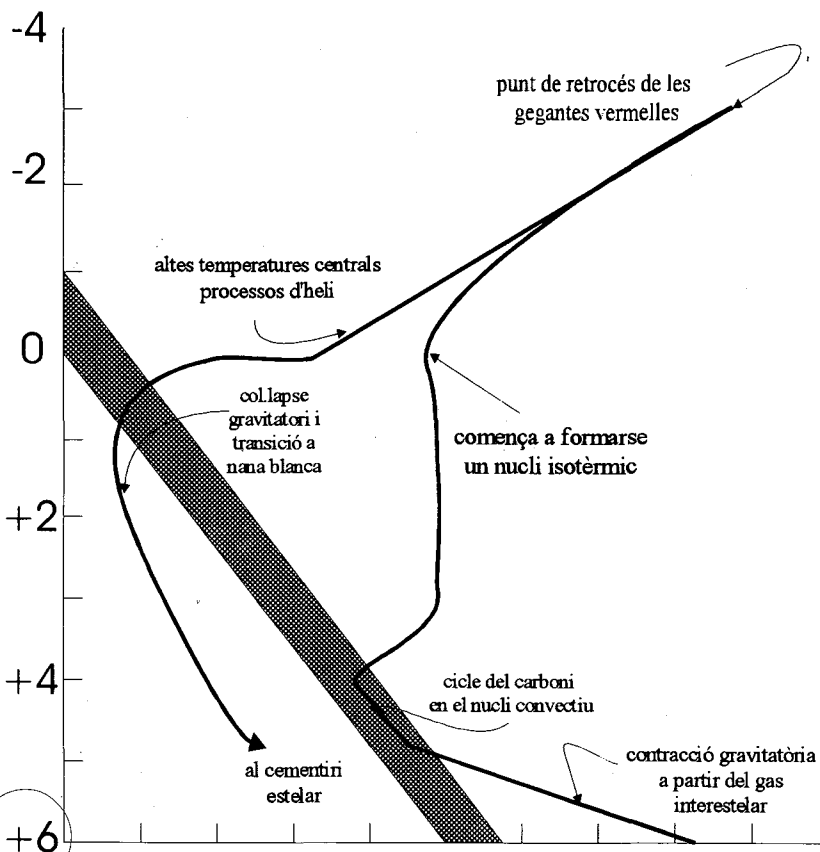


Diagrama de l'evolució estelar

prés en una nana vermella com l'estrella de Barnard i finalment s'extingeix completament, convertida en una nana negra. Tot aquesta evolució es fa «lliscant» per la seqüència principal, i per això el procés s'anomena «teoria del lliscament».

Aquesta teoria, però, tot i que donava una sèrie de respostes satisfactòries a algunes observacions, va tenir una vida molt curta.

Segons la teoria dels lliscaments, el Sol es trobaria en una fase tardana de la seva evolució, havent deixat enrera temps més gloriosos i calents. El Sol s'hauria refredat ja des d'una estrella blanc-i-blava a una nana groga, i els temps de nanisme vermell i extinció final potser no es trbarien massa llunyants (a escala còsmica). No obstant, quan es va comprendre que l'hidrogen era el combustible estelar més probable i que aquest element es trobava en quantitats aclaparadores, es va veure clar que el Sol havia de tenir una llarga vida per endavant i que havia de ser una estre-

pressió gravitatòria i l'astre explotaria. Solament les estrelles massives podrien tenir el camp gravitatori precís per a mantenir intacta la seva estructura contra la força explosiva de la pressió centrífuga provocada per una temperatura tan alta. El Sol no és prou massiu, i segurament mai no ho va ser ni ho serà. La idea que en altres temps va ser una estrella de classe O i que va anar lliscant per la seqüència principal, passant per B, A i F, fins a arribar a la seva posició actual com a classe G, es insostenible.

Les estrelles romanen sobre la seqüència principal durant el 99% de la seva vida total. El temps de permanència depèn de la massa: les estrelles grans posseeixen una reserva de combustible major que les petites, però en compensació s'han de mantenir a una temperatura més elevada i consumir per tant el seu combustible a un ritme més ràpid. A partir de la relació massa-lluminositat es pot demostrar que com més gran i calenta és una estrella, menys dura el seu combustible i més breu és la seva estada dins la seqüència principal.

Eddington va proposar aquesta relació massa-lluminositat a partir de la hipòtesi que les estrelles es comportaven com a gasos, que després es va demostrar certa. Per tant, la teoria del lliscament havia mort, i va quedar establerta la «teoria moderna».

### Més enllà de la seqüència principal.

Què succeeix quan una estrella consumeix tal quantitat de combustible que ja no és capaç de mantenir l'equilibri entre gravetat i temperatura, i per tant ja no pot continuar en la seqüència principal? Això succeeix quan la producció d'heli a partir de l'hidrogen arriba a un punt crític, moment en el qual l'estrella comença a dilatar-se, i per tant, a refredar-se. Abandona la seqüència principal i comença a moure's cap a dalt i cap a la dreta del diagrama H-R. En alguns casos s'assoleix la fase Cefeida, en la qual l'estrella batega d'una manera regular durant uns quants milions d'anys. En d'altres, l'expansió continua d'una manera més o menys suau fins que l'estrella assoleix un tamany enorme i la seva matèria (almenys en

les capes externes) arriba a adquirir un estat d'extrema rarificació. L'estrella s'ha convertit així en una gegant vermella, que representa un estat tardà de l'evolució estelar i no primerenc com postulava la teoria del lliscament.

Quan l'estrella es troba de ple en la fase de gegant vermella, l'hidrogen del nucli estelar s'ha consumit ja per complet. La massa del nucli ha anat augmentant constantment a mesura que l'heli s'hi anava acumulant. Mentre que el nucli mateix es contrau i s'escalfa, les capes exteriors s'expandeixen com a conseqüència de l'augment de temperatura. Arriba un punt en el qual la temperatura del nucli és de 140.000.000°C (quasi 10 vegades la de l'interior del Sol), i es desencadena una reacció nuclear en la qual tres nuclis d'heli es combinen per a formar un nucli de carboni (procés de Salpeter). Llavors aquestes estrelles tornen a contraure's i a escalfar-se. Això no comporta que l'estrella «neixi» de nou: la fusió de

l'heli no desprèn tanta energia com la de l'hidrogen (un 9% tan sols).

Encara que l'estrella pot subsistir durant algun temps gràcies a la fusió dels àtoms de carboni, aquest procés no pot durar indefinidament. El ferro representa el punt final, ja que el nucli de l'àtom d'aquest element és el de màxima estabilitat. Un cop arribats aquí, no es pot obtenir més energia. Els àtoms de ferro potser passin a formar part de nuclis més complexos o bé es trenquin per a formar-ne de més senzills, però en cap dels dos casos s'allibera energia. En definitiva, l'energia obtinguda a partir de conversió de l'heli en ferro és un 22% la de la conversió de l'hidrogen en heli. Per tant, podem afirmar que quan una estrella ja ha consumit tot el seu hidrogen, la seva vida com a reactor nuclear ha transcorregut en quatre cinques parts.

Després de la fase de gegant vermella, i a mesura que es contrau i s'escalfa de manera constant, dins del nucli estelar es forma un altre nucli, i dins d'aquest un altre, etc. Cadascun conté àtoms cada vegada més complexos, fins arribar al ferro.

Aquest procés de contracció i escalfament es pot representar en el diagrama H-R com un trànsit ràpid cap a l'esquerra i cap avall. L'estrella assoleix i creua la seqüència principal, dirigint-se cap a la regió inferior esquerra del diagrama, és a dir, la regió que conté les estrelles calentes de baixa lluminositat.

### Estrelles moribundes.

Quan una estrella es troba en l'estadi final del consum de combustible nuclear (acumulació de ferro en el nucli), per a que pugui continuar radiant cal que recorri a l'única font d'energia que li queda: el camp gravitatori. Una altra vegada, es veurà obligada a contraure's,

igual que va fer abans de la ignició de les reaccions nuclears en el seu nucli més íntim en aquells dies tan llunyans. L'única diferència és que l'estrella està radiant energia a un ritme brutal, i per tant la contracció ha de ser ràpida per a poder suministrar prou energia.

Quan els astrònoms van arribar a comprendre la naturalesa de la matèria degenerada, van comprovar també que aquesta contracció podia ser excessivament ràpida, i que allò que en altre temps havia estat una estrella ordinària podia convertir-se en un obrir i tancar d'ulls en una nana blanca minúscula. La calor de la compressió l'escalfaria fins al «blanc», però a causa de la seva poca superfície, l'energia radiada seria, en termes generals, molt més exigua després de la concentració que abans. D'altra banda, la quantitat d'energia que l'estrella radiaria en el seu nou estat

*Què succeeix quan una estrella consumeix tot el seu combustible i ja no és capaç de mantenir l'equilibri entre gravetat i temperatura?*

de nana blanca seria tan petita que a partir d'aleshores només caldria un ritme de compressió lentíssim per a proporcionar suficient energia durant milions d'anys. Tan longeva és la vida d'una nana blanca que bé podria ser que la Galaxia no fos prou vella per haver presenciat l'ocàs d'una sola estrella d'aquesta classe.

Ara bé, l'enorme densitat de les nanes blanques no les priva de la possibilitat de seguir comprimint-se. A mesura que la nana blanca es contrau experimenta un procés de refredament. La temperatura superficial pot arribar a ser de 50.000°C en el moment de la seva formació.

El procés de formació de nanes blanques té un punt crític: el límit de Chandrasekhar. En arribar-hi, ja no existeix temperatura capaç d'impedir que l'estructura de nana blanca es contragui fins a cert punt limitat, estimat en 1,4 vegades la massa del Sol, i llavors es produeix un cataclisme conegut com a «supernova», que és una explosió brutal que permet reduir la massa de l'estrella, procés que es va repetint fins que la nana resultant té una massa per dessota del límit de Chandrasekhar. Com més gran sigui la massa de l'estrella, més dràstic és l'efecte de la compressió i igualment les explosions provocades. Les supernoves són l'agonia de les estrelles massives: són la transició a nanes blanques. Les restes d'aquest cataclisme seran una nana blanca en el centre i les nebuloses planetàries, en forma d'hal·lo. Aquestes nebuloses, que contindran elements diversos, es mesclaran amb el gas interestel·lar, ric en hidrogen, i ocasionalment es podran formar noves estrelles pel procediment que hem descrit, però amb menor contingut percentual d'hidrogen: són les estrelles de segona generació, com el nostre Sol. També es podran formar planetes gràcies a l'aglomeració d'aquelles restes d'estrella, que contindran diversos elements que delataran el seu origen estel·lar, com és el cas del Sistema Solar.

### Bibliografia

[1] ASIMOV, ISSAC: *El Universo*, Ed. Alianza Editorial, 1984

## HISTÒRIA DEL CALENDARI OCCIDENTAL

No només la nostra civilització ha disposat de calendari. L'home sempre ha necessitat mesurar el temps (a l'Egipte dels faraons calia preveure les inundacions periòdiques del Nil i a nosaltres ens cal saber quan comencen les vacances). Una història completa del calendari necessitaria una explicació molt més llarga de la que podria cabre en aquest reduït espai de la revista. És per això que, tot i que per entendre bé el tema caldria començar molt abans, considerarem el calendari julià el primer de tots.

Tal com diu el seu nom, aquest calendari va ser instaurat a l'imperi romà per Juli Cèsar en substitució d'un altre anterior d'origen grec. L'any tròpic, és a dir, el període de temps que separa dos equinoccis consecutius de primavera té una durada aproximada de 365 dies i 6 hores. Es va dividir l'any en 12 mesos de 30 o 31 dies excepte el febrer que només li'n van tocar 28.

Però encara falten 6 hores anuals per acabar-ho d'ajustar. Per arreglar-ho es va afegir un dia al febrer de cada quatre anys. Aquest dia, en un principi, es va col·locar entre el 24 i 25 (va aparèixer el 24bis) i, posteriorment, en una reforma de l'església, es va acabar col·locant al final del mes, és a dir, el 29.

Fins aquí era molt fàcil, però com tot en aquesta vida, la cosa és una mica més complicada del que pot semblar en un principi. En realitat, l'any tròpic té 365 dies 5 hores 48 minuts i quasi 46 segons. O sigui, que hi havia uns 11 minuts anuals fantasmes al calendari que no existeixen de veritat. Potser la diferència pot semblar petita a primer cop d'ull però en el segle XVI

ja s'havia acumulat un error de 10 dies. Fou per això que el papa Gregori XIII va decidir reajustar-lo i modificar-lo per evitar que es repetís una situació com aquesta. Primer de tot, a Roma, es va passar del dia 4 d'octubre de 1582 al 15 del mateix mes. Això porta a unes situacions curioses, per exemple Santa Teresa de Jesús va morir pels romans la nit del 4 al 15. També per evitar futur ajustos es va treure els anys de traspàs que corresponien als anys múltiples de 100 (1700,1800,...) però no dels que també ho eren de 400 (1600,2000,...).

L'aplicació d'aquest calendari no va ser immediata, sinó que en alguns llocs, com pot ser Gran Bretanya, va tardar 170 anys (gregorians o juliàns?) a instaurar-se, i fins i tot les esglésies orientals continuen mantenint el calendari julià, el que provoca que el cap d'any se celebri en dies diferents segons els anys.

Si s'observa aquest nou calendari que es va anomenar gregorià, es veu que té 365 dies 5 hores 49 minuts i 12 segons. Encara no es va escurçar prou, a cada any li sobren uns 26 segons. Però com que això no ho notarem fins d'aquí a molts anys, és molt més fàcil afegir un dia cada 33 segles que complicar encara més el sistema de càlcul.

És sorprenent com una cosa tant essencial com pot ser comptar el temps, pot ser capaç de dur tants de problemes. Hem vist que l'any tròpic no és un múltiple exacte de dies però tampoc ho és ni tant sols de segons i també que una veritat que semblava universal (el calendari) no tant sols no ho ha estat durant tota la història sinó que ni tant sols s'aplica la mateixa regla a arreu del món.

