



CCD technika

Standard fotometria a Corona Borealis Csillagvizsgálóban I.

1998 augusztusában készítettem első CCD-kamerás szupernóva-felvételemet az SN 1998dh-ról az NGC 7541-ben. Az időközben eltelt 8 évben 111 szupernóváról közel 300 CCD-képet készítettem.

Az AAVSO jóvoltából 2002-től lehetőségem nyílt egy SBIG ST-7E típusú CCD-kamera és Johnson-Cousins B, V, R, Is típusú Schüler gyártmányú szűrők segítségével standard fotometriai rendszerben való mérésekre.

A szükséges elméleti háttér elsajátításában kiemelt szerepet játszott dr. Kiss László illetve a Szegedi Egyetem elérhető laborgyakorlatai és az AAVSO vonatkozó anyagai, mint pl. Bruce L. Garry összefoglalója.

Sok évi mérés után Kiss László biztatására felmerült bennem, hogy belevágok egy több hónapos időszakot átfogó, és standard fotometriai eredményeket szolgáltatató mérési sorozatba. Először kiválasztottam a mérendő objektumokat, jelesül két szupernóvát, amelyekről sejtettem, hogy több hónap után sem halványulnak el annyira, hogy kikerülnek az eszközeim érzékelési és fotometrálni tartományából.

A műszeres és szoftveres háttér rendelkezésre állt, az elméletit pedig a felhasznált irodalomban felsorolt anyagokból és az említett kutatóktól időközben módom nyílt elsajátítani. Ennek lényegi összefoglalóját közlöm a továbbiakban.

Fotometriai alapok

A csillagászatban a Norman Pogson által bevezetett összefüggés alapján határozzuk meg az égitestek fényességét, azaz

$$m_1 - m_2 = -2,5 \lg \frac{F_1}{F_2}, \text{ ahol}$$

m_1 és m_2 a két csillag látszó fényessége magnitúdóban, F_1 és F_2 a detektált fluxusuk, amely hullámhosszfüggő mennyiség.

Ha a referenciacsillagot 0 magnitúdónak vesszük, akkor kapjuk (Henden & Kaitchuk, 1990 illetve Budding, 1993):

$$m_\lambda = q_\lambda - 2,5 \lg F_\lambda$$

itt q_λ konstans érték. Mivel az F_λ a földfelszínen megfigyelt fluxus, ezért eltér a valódi és mérni kívánt fluxustól, mert a csillag és a megfigyelő közötti térrész torzító hatása, a földi légkör elnyelése, a diszperzió, a távcső, illetve a detektor torzító hatása mind-mind befolyásolják értékét.

A gyakorlatban azonban nem az F_λ fluxust mérjük, hanem a detektor felületére becsapódó fotonok számával arányos mennyiséget – fotoelektronsokszorozó-csöves berendezésnél a beütésszámot, CCD-detektornál a pixelekre eső ADU (Analog-Digital Unit) értéket. Ha a méréshez használt eszközünk jó közelítéssel lineáris (azaz kétszer annyi fotonhoz kétszer annyi beütésszámot/ADU-t rendel), akkor az N_λ -val jelölt mért érték és a fluxus közötti kapcsolat $F_\lambda = K \cdot N_\lambda$ alakú. A második egyenletbe ezt behelyettesítve vezethetjük be az instrumentális magnitúdó fogalmát:

$$m_\lambda = q'_\lambda - 2,5 \lg N_\lambda,$$

ahol q'_λ q_λ -ból és K -ból kiszámítható.

A földi légkör elnyelését az ún. elsőrendű és másodrendű extinkciós együtthatókkal írjuk le. Tetszőleges színben mért c fényességre a korrekció általános alakja a következő:

$$c_0 = c - k'_c X - k''_c c X, \text{ ahol}$$

ahol X az ún. levegőtömeg, a csillag látóirányába eső légkör vastagságára utal. Közéltető értéke $X = \sec z$, ahol z a csillag zenittávolsága, ami a megfigyelő φ földrajzi szélességéből, a csillag δ deklinációjából és h óraszögéből a következő formulával számítható:

$$\sec z = \frac{1}{(\sin \varphi \sin \delta + \cos \varphi \cos \delta \cos h)}$$

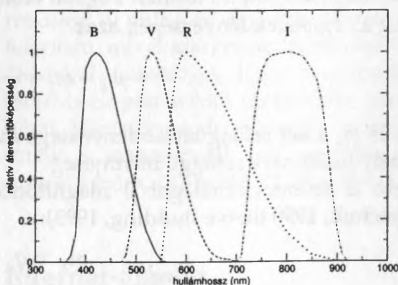
Nagy zenittávolságokra a levegőtömeg pontosabb értékét az alábbi képlettel becsülhetjük:

$$X = \sec z - 0,0018167(\sec z - 1) - 0,002875(\sec z - 1)^2 - 0,0008083(\sec z - 1)$$

A gyakorlatban ha a változó és az összehasonlító csillagok 1 fokon belül vannak, akkor a k''_c másodrendű együttható elhanyagolható, mert az általa megvalósított korrekció maximum néhány ezredmagnitúdó. A századmagnitúdónál nagyobb pontosságú mérésekhez tökéletes, fényszennyezésmentes égboltra és magashegyi obszervatóriumokra van szükség.

A Johnson-féle szélessávú fotometriai rendszer

Az égi objektumok fényességének objektív mérésére egyik és talán legelfogadottabb módszert manapság a *standard fotometria* biztosítja. Ennek lényege, hogy a mérendő objektumok fényességét befolyásoló hatásokat (légkör, távcső, bevonat, kamera, szűrő stb.) korábban kimért ún. *standard fényességű* csillagok fényességéhez hasonlítják. Számítással meghatározzák a torzítások mértékét, és a későbbi méréseknél ezen korrekciót veszik figyelembe a fényességértékek meghatározásánál. Így a világ különböző részein dolgozó megfigyelők egységes és *közvetlenül* összehasonlítható fényességadatokat kapnak. A



mérésekhez szükségesek az ún. standard csillagok, vagyis az olyanok, melyek nem változtatják fényességüket, és amelyek standard fényességét korábban nagy pontossággal meghatározták.

Az egyik legelterjedtebb nemzetközi fotometriai rendszer az 1950-es évek óta használt Johnson-féle szélessávú UBV rendszer, mely később kibővült az R, I, J, K, L és M sávú szűrőkkel. Ezen szűrősorozatok közül amatőr gyakorlatban a B, V, R és I szűrők használhatóak, elsősorban a mai CCD-kamerák és távcsövek érzékenységi paramétereire miatt. Néhány elérhető árú gyártó, forgalmazó az Astrodon & Schüler, Optec, Astronomik, Omega Optical. Használatos ezenkívül még a Strömgren-féle négy színfotometriai rendszer, mellyel most itt nem foglalkozunk. A Johnson-rendszer átérésztési függvényei a mellékelt ábrán láthatóak.

Ha a fotometriai összefüggéseket a Johnson-rendszerre átírjuk, és az U, B, V ... szűrőkben mért ADU-kat N_U, N_B, N_V ... jelöléssel látjuk el, akkor az instrumentális magnitúdók és színindexek a következők:

$$u = -2,5 \lg N_U, \quad b = -2,5 \lg N_B, \quad v = -2,5 \lg N_V, \dots$$

$$(u - b) = -2,5 \lg \frac{N_U}{N_B}, \quad (b - v) = -2,5 \lg \frac{N_B}{N_V}, \dots$$

A másodrendű extinkciós együtthatókat elhanyagolva a légköri elnyelés korrekciós egyenletei B, V, R és I szűrőkre az alábbiak lesznek:

$$v_0 = v - k'_v X$$

$$(b - v)_0 = (b - v) - k'_{bv} X$$

$$(v - r)_0 = (v - r) - k'_{vr} X$$

$$(v - i)_0 = (v - i) - k'_{vi} X$$

ahol a k' -k az extinkciós együtthatók, a 0 indexű magnitúdók pedig az extinkcióra korrigált értékek.

A standard fotometriai transzformációk ezek után a következő egyenletekkel valósíthatók meg (Henden & Kaitchuk 1982):

$$V = v_0 + \varepsilon_{VR} (V - R) + \xi_V$$

$$(B - V) = \mu_{BV} (b - v)_0 + \xi_{BV}$$

$$(V - R) = \mu_{VR} (v - r)_0 + \xi_{VR}$$

$$(V - I) = \mu_{VI} (v - i)_0 + \xi_{VI}$$

ahol az $\varepsilon_{VR}, \mu_{BV}, \mu_{VR}, \mu_{VI}$ az ún. *távcsőkonstansok*, tehát a használt műszeregyüttes torzító tényezői, a $\xi_V, \xi_{BV}, \xi_{VR}, \xi_{VI}$ együtthatók pedig a *zérusponti állandók*, melyek értékei ismert fényességű (standard) csillagok segítségével meghatározhatók.

Az U sávval az a legnagyobb probléma, hogy a szűrő átviteli függvényének rövidebb hullámhosszú oldalát a földi légkör elnyelése erősen befolyásolja, ami pedig hely- és időfüggő (pl. különbözik télen és nyáron). Emiatt az U fotometriai sávot egyre ritkábban használja a szakma is, amatőrök pedig szinte egyáltalán nem. Utóbbiak a B, V, R és I sorozatot részesítik előnybe, melyek közül a B szűrő a legproblematicusabb a piacon kapható CCD chipek nagyon alacsony B-beli érzékenysége miatt – a

használható B szűrős képek expozíciós ideje többszörösen felülmúlja a többi szűrő integrációs idejét. A V, R és I sávokkal általában nincs ilyen jellegű probléma.

A fenti egyenletek használata jelentősen egyszerűsödik az ún. differenciális fotometriánál, amikor egymáshoz közel látszó csillagok fényességkülönbségét mérjük. Ilyenkor az extinkciós korrekciók, illetve a standard transzformációk zéruspontjai egyszerűen kiesnek, és az instrumentális magnitúdók egyszerűen átválthatók standard magnitúdó-különbségekké:

$$\Delta V = \Delta V + \epsilon \Delta(V - R)$$

$$\Delta(V - R) = \mu_{VR} \Delta(v - r)$$

$$\Delta(B - V) = \mu_{BV} (b - v), \text{ ahol}$$

Δv az instrumentális fényességkülönbség a mérendő csillag és az összehasonlító között,

$\Delta(v-r)$ az instrumentális v és r fényességkülönbségek,

$\Delta(V-R)$ a standard $V-R$ színekülönbség,

ΔV a standard V fényességkülönbség.

A fenti összefüggések ismeretében a távcsőkonstansok és zérusponti állandók ismert standard fényességű csillagok mérésével meghatározhatók. Több szerző is közölt fotometriai standardok katalógusait, melyek közül Landolt 1992-es munkája a legalkalmasabb mű. Emellett különösen jól használható az M67 nyílthalmazban található standard csillagmező, itt ugyanis viszonylag kis területen találunk tucatnyi kimért csillagot, azaz a légköri extinkció is elhanyagolható mértékű.

A standard fényességmérés számításai

Először röviden a távcsőkonstansok meghatározásáról. A zérusponti állandók értéke éjszakáról éjszakára változik, míg kimérésükre csak teljesen felhőmentes fotometriai ég alkalmas. Ezzel szemben a távcsőkonstansok (ϵ , μ_{BV} , μ_{VR} , μ_{VI}) a tapasztalat szerint hosszú időn keresztül állandóak, ezért évente egyszer elég kimérni őket. A méréshez kiválasztunk fotometriai standardokat, akár az M67-ből, akár Landolt listájáról, majd kimérjük az instrumentális magnitúdóikat. Ezeket táblázatba foglaljuk, majd képezzük az instrumentális színindexeket. Egyenként ábrázolva pl. $V-v$ -t a standard listáról ismert $V-R$ függvényében a pontok egy egyenes mentén fognak szóródni, melynek meredeksége éppen ϵ_{VR} -t fogja megadni, tengelymetszete pedig ζ_V -t. Hasonlóan, a standard színindexeket a mért színindexek függvényében ábrázolva számíthatjuk ki egyenesillesztéssel μ_{BV} -t, μ_{VR} -t, μ_{VI} -t, illetve a zéruspontokat.

A távcsőkonstansok ismeretében igen egyszerű egy változócsillag standard fényességkülönbségét meghatározni az égen hozzá közel (egy CCD képen belül) található összehasonlítókhöz viszonyítva:

– mérjük ki valamilyen módszerrel (l. később) az összehasonlító és a változó instrumentális fényességeit, pl. V és R szűrőkben. Jelöljük ezeket v -vel és r -rel;

– képezzük a különbségeiket $\Delta v = v_{\text{változó}} - v_{\text{oh}}$, $\Delta r = r_{\text{változó}} - r_{\text{oh}}$; ezek különbsége megadja $\Delta(v-r)$ -t mint $\Delta v - \Delta r$;

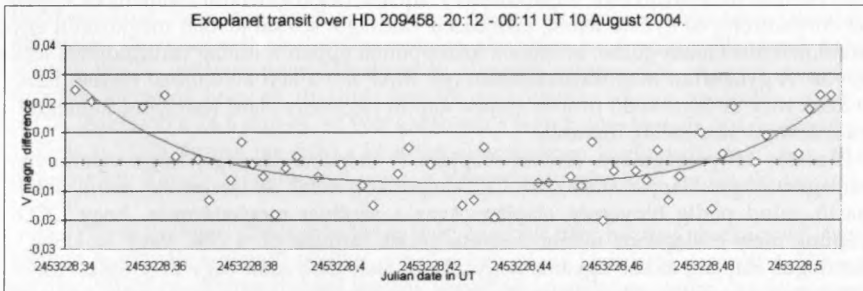
– számítsuk ki a $\Delta(V-R)$ standard színekülönbséget a $\Delta(V-R) = \mu_{VR} \Delta(v-r)$ alapján;

- számítsuk ki a ΔV standard fényességkülönbséget a $\Delta V = \Delta v + \epsilon_{VR} \Delta(V-R)$ alapján
- számítsuk ki a $V_{\text{változó}}$ standard fényességét a $V_{\text{változó}} = V_{\text{oh}} + \Delta V$, illetve a $(V-R)_{\text{változó}}$ standard színindexet a $(V-R)_{\text{változó}} = (V-R)_{\text{oh}} + \Delta(V-R)$ alapján.

Ha több összehasonlítóra is ismerjük azok standard fényességeit, a változóra kapott értékeket átlagolhatjuk, amivel a mérési pontosság némileg javítható. Fontos azonban megjegyezni, hogy maga a standard transzformáció az esetek többségében nem javít a fénygörbék szórásán, mivel kis színváltozások esetén a standard transzformáció pusztán csak eltolja a mért fényességeket egy közel konstans értékkel. Több tizedmagnitúdós színindex-változások mellett azonban már semmiképpen nem hagyható el a standardizálás.

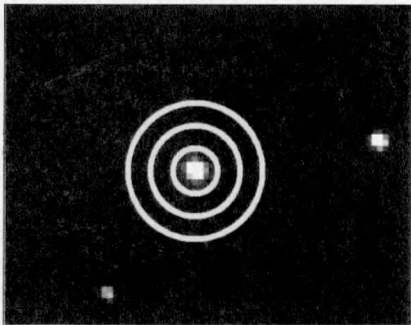
Amennyiben nem ismerjük az összehasonlító csillagok standard fényességeit, azokat mi is kimérhetjük a légköri extinkciós korrekciókat is figyelembe véve, ennek részletei azonban meghaladják a cikk kereteit. Érdeklődő olvasóknak örömmel adok emailben felvilágosítást a részletekkel kapcsolatban.

Tapasztalataim szerint a standard fényességek 0,01–0,03 magnitúdós pontossággal mérhetők ki közepesen fényszennyezett csillagvizsgálómból. Fénygörbéket természetesen ennél kisebb belső szórással is lehet mérni, amire jó példát adtak korábbi exobolygós fedési méréseim (l. pl. a HD 209458 exobolygója).



Fotometriai módszerek CCD-kamerával

Apertúra-fotometria. A mérés lényege, hogy megmérjük a csillag CCD-chipre leképezett pixeles átmérőjét és az ezen belüli pixelek ADU-értékeit összeadva, majd a háttér ADU-átlagot levonva a kapott értéket azonosítjuk a csillag instrumentális fényességével. A problémát az jelenti, hogy hol is kezdődik a csillag és hol végződik az égi háttér zaja? Ezt praktikusán úgy választhatjuk ketté, ha veszünk egy koncentrikus gyűrűsort, melyből a belső jelenti a csillag átmérőjét, a következő segédgyűrű arra az esetre van fenntartva, ha a csillaghoz nagyon közel található egy másik csillag, és belemérnénk az égi hátérbe a fényességét, ha ez a gyűrű nem lenne. A legkülső gyűrű pedig az égi háttér



átlagát méri. Az átmérőket válasszuk meg úgy, hogy a legkülső gyűrűben mért átlag háttér ADU-nál ne legyen kisebb érték a belső gyűrűben. Ekkor ui. a belső gyűrűben magát a csillag korong fényességét mérhetjük, amiből levonva a háttérrel magát a fényességet kapjuk. Egyes képfeldolgozó csillagászati szoftverek (MAXIM DL, AIP4WIN stb.) közvetlenül elfogadnak instrumentális magnitúdókat, így könnyebben és gyorsabban mérhetünk az összehasonlítókhöz viszonyítva, és nem kell a pixelekből számított ADU-kból a Pogson-összefüggés szerint közvetve számíthatni a fényességet. Szupernóváknál vagy hasonló objektumoknál, amikor a CCD-felületén lévő átlagháttér alacsonyabb, mint pl. egy galaxis spirálkarjára „ülő” szupernóva esetén, amikor is az kissé magasabb ADU-érték, célszerű a külső gyűrűt úgy megválasztani, hogy az a szupernóvát tartalmazó morfológiai viszonyokat (pl. fényesebb spirálkar részlet) is tartalmazza, mintegy átlagolva azt.

Az apertúra fotometria hátránya akkor mutatkozik meg, ha olyan sűrű csillagmezőket találunk, mint egy gömbhalmaz, amikor is a csillagok egymásba érnek és így nem tudjuk azokat elválasztani egymástól és hamis háttéradatokat kapunk. Ezen hátrányt küszöböli ki a

PSF (illesztéses) fotometria. A PSF (Point Spread Function) jelentése „pont kiszélesedési függvény”, ami nem más, mint a műszer és a légkör együttes átviteli függvénye pontszerű fényforrásra vonatkoztatva. Ideális (légkör nélküli esetben) ez éppen az Airy-korong és gyűrűi lenne, azonban a valóságot sokkal jobban megközelíti egy kétdimenziós Gauss-görbe, aminek a középpontja éppen a csillag centroidjával esik egybe. A gyakorlati megvalósításokban (pl. IRAF-fel) a kép különböző részein határozzuk meg az illeszkedő profilt, majd a kapott függvény alatti térfogatot kiintegrálva számítjuk ki a csillag fluxusát.

Illesztés fényességmező értékei alapján. A módszer lényege, hogy valamilyen csillagkatalógus alapján skálázzuk CCD-képünket, mind rektaszencenzió, mind deklináció, mind pedig fényesség alapján. Azaz a szoftver meghatározza, hogy CCD-képünk mely csillagához milyen fényességérték tartozik pl. a GSC vagy az USNO-katalógus alapján, akkor ugyanis nagyszámú, akár több száz vagy ezer összehasonlító is lesz a képen, majd a mérendő objektumot kijelölve most már apertúra fotometriával meghatározza a csillag fényességét. Ilyen eljárást használ az ASTROART szoftver is. Hátránya, hogy szupernóváknál a fényesebb égi háttérrel automatikusan, nem pedig paraméterezve adja meg és így téves értéket kaphatunk.

A cikk következő részében a bevezetőben említett szupernóvák standard méréséről lesz szó.

KERESZTY ZSOLT

Irodalom

Csák Balázs: Két rövid periódusú Hipparcos-változó fotometriai és spektroszkópiai vizsgálata, II. fejezet, <http://astro.u-szeged.hu/szakdolgozasok/csakb/htdk.html>

Henden A.A., Kaitchuk R.H. 1982, *Astronomical Photometry*, Van Nostrand Reinhold Company

Bruce L. Gary, USA: CCD Transformation equations for use with single image (Differential photometry), http://reductionism.net.seanic.net/CCD_TE/cte.html